



Etude des propriétés physiques de galaxies vues par Herschel

Laure Ciesla

► To cite this version:

Laure Ciesla. Etude des propriétés physiques de galaxies vues par Herschel. Cosmologie et astrophysique extra-galactique [astro-ph.CO]. Université de Provence - Aix-Marseille I, 2012. Français. NNT: . tel-00763851

HAL Id: tel-00763851

<https://theses.hal.science/tel-00763851>

Submitted on 12 Dec 2012

HAL is a multi-disciplinary open access archive for the deposit and dissemination of scientific research documents, whether they are published or not. The documents may come from teaching and research institutions in France or abroad, or from public or private research centers.

L'archive ouverte pluridisciplinaire **HAL**, est destinée au dépôt et à la diffusion de documents scientifiques de niveau recherche, publiés ou non, émanant des établissements d'enseignement et de recherche français ou étrangers, des laboratoires publics ou privés.



UNIVERSITE DE PROVENCE

ASTROPHYSIQUE

Thèse

Présentée et soutenue par

Laure CIESLA

Etude des Propriétés Physiques des Galaxies par Herschel

Thèse dirigée par Alessandro BOSELLI

préparée au Laboratoire d'Astrophysique de Marseille

soutenue le 29 Novembre 2012

Jury :

<i>Président :</i>	Prof. Véronique Buat	Aix Marseille Université
<i>Directeur de thèse :</i>	Dr Alessandro Boselli	CNRS
<i>Rapporteurs :</i>	Dr Jonathan Braine	CNAP
	Prof. Daniel Dale	University of Wyoming
<i>Examineurs :</i>	Dr. Suzanne Madden	CEA
	Dr. Delphine Russeil	Aix Marseille Université

Remerciements

Je ne sais pas par quel bout commencer ces remerciements ! Tout d'abord, je tiens à remercier Alessandro pour m'avoir fait confiance, pris en thèse et suivi pendant ces trois ans. Merci aussi à Médéric grâce à qui j'ai beaucoup appris sur le plan scientifique ainsi que sur "la vie du scientifique" (informatique, postdoc, rumors mill, python, ombrage des figures, dossiers de candidatures...). Je remercie pour les mêmes raisons Sam et Seb qui ont complété cette instruction et écouté toutes mes tergiversations quelles qu'elles soient ! Merci à Véronique pour m'avoir suivie et sans cesse donner des idées d'études à faire. Merci aussi (je pense que je ne vais pas passer ma soirée à chercher des synonymes de "merci", "remercier", etc... il y aura donc quelques répétitions) à Denis pour ses conseils, sa bonne humeur, ses acronymes. En résumé : un gros merci à l'équipe PDG dans laquelle je me suis sentie un membre à part entière et grâce à laquelle j'ai beaucoup appris. Et je n'oublie pas Elodie pour les 2 premières années !!!!! Elle restera THE colloque de bureau, personne ne te remplacera bien sûr.

Ensuite j'aimerais remercier mes parents sans qui je n'aurais jamais pu arriver jusque là et qui m'ont poussé et encouragé durant ces 24 ans (!) d'étude ! Merci à Morgan pour m'avoir supporté pendant ces trois ans. Samy, Jon, Benoit, Jérémy, Sophie, Bérangère, Pauline, Pedro (pour les après-midi IKEA), Clément et notre petit groupe du SMUC, merci d'être là :) !

Enfin merci à toutes ces personnes du labo qui rendent la vie quotidienne tellement agréable, que ce soit mes compatriotes thésards (Elodie, Marie, Mathilde, Alexandre, Valentin, Loïc, pour ne citer qu'eux), les personnels du labo (Christine entre autres pour mes commandes quotidiennes), et je n'oublie pas Pierre-Yves et ses acolytes, Anne-Laure, Julien, Olivier Ilbert, Carlo et j'en oublie !!!

Résumé

Le *Herschel* Reference Survey (Boselli et al. 2010b) est un programme clé à temps garanti conçu pour étudier les propriétés physiques du milieu interstellaire (MIS) de 323 galaxies proches, dotées de données multi-fréquences. Cet échantillon sélectionné en bande K et limité en volume est composé de galaxies couvrant tous les types de morphologies (des elliptiques aux galaxies spirales) et tous les types d'environnement (des galaxies de champs aux galaxies du centre de l'amas de la Vierge). Mon travail de thèse consiste à effectuer une photométrie submillimétrique précise de ces 323 galaxies, et de conduire une analyse statistique des propriétés du MIS de ces galaxies proches basée sur leur distribution spectrale d'énergie. Dans ce but, j'ai utilisé les modèles de Draine & Li (2007) que j'ai ajusté aux données. Les paramètres de sorties de ces modèles sont l'intensité du champ de radiation, l'abondance des PAH, la contribution des régions de photo-dissociation dans le chauffage de la poussière, et la masse de poussière. J'étudie les relations entre ces paramètres de sorties et les propriétés physiques telles que la masse stellaire, le taux de formation stellaire spécifique, la métallicité ou encore le type morphologique. Je vais présenter les études préliminaires liées à ces relations, entraînant une meilleure compréhension des processus en jeu dans le MIS, et procurer de nouveaux modèles infrarouges et submillimétriques paramétrés par les quantités physiques que je viens de citer. Ces modèles, calibrés sur les galaxies proches, seront déterminant pour l'étude des propriétés du MIS des galaxies à haut redshifts.

The *Herschel* Reference Survey (Boselli et al. 2010b) is a guaranteed time key project aimed at studying the physical properties of the interstellar medium (ISM) of 323 nearby galaxies, covered by multi-wavelength data. This volume limited, K-band selected sample is composed of galaxies spanning the whole range of morphological types (from ellipticals to late-type spirals) and environments (from the field to the centre of the Virgo Cluster). My PhD work consists in performing a precise submillimeter photometry of every galaxies of the survey, and conducting a statistical study on the ISM properties of nearby galaxies based on the analysis of their spectral energy distributions. To achieve this goal I fit the data with the models of Draine & Li (2007). The output of Draine & Li (2007) models are the intensity of the interstellar radiation field, the PAH abundance, the contribution of photodissociation regions, the total mass of dust. I study the relations between these outputs and the physical properties such as the stellar mass, the specific star formation rate, the metallicity or the morphological type. I will present a preliminary analysis of these relations leading to a better understanding of the processes at play in the ISM and provide new infrared sets of templates from 8 to 500 microns parameterized by all the physical parameters just cited. These templates calibrated on nearby galaxies will be a benchmark for the study of the ISM properties of high redshift galaxies.

Table des matières

1	Introduction	1
1.1	Historique	1
1.2	Qu'est-ce qu'une galaxie ?	3
1.3	Pourquoi étudier les galaxies proches ?	5
2	Processus d'émissions et distributions spectrales d'énergie (SED)	7
2.1	Emission multi-longueurs d'onde des galaxies	7
2.1.1	Rayons X	7
2.1.2	Ultraviolet, visible et proche infrarouge	9
2.1.3	Infrarouge et submillimétrique	11
2.1.4	Radio	14
2.2	Modélisation et ajustement de SED	17
2.2.1	Modélisation de SED	18
2.2.2	Méthodes d'ajustement de SED	21
3	Le télescope spatial <i>Herschel</i>	25
4	Le <i>Herschel</i> Reference Survey et le <i>Herschel</i> Virgo Cluster Survey	33
4.1	Le <i>Herschel</i> Reference Survey	34
4.1.1	Motivations scientifiques	34
4.1.2	Constitution de l'échantillon	35
4.2	Le <i>Herschel</i> Virgo Cluster Survey	39
4.2.1	Motivations scientifiques	39
4.2.2	L'amas de la Vierge	41
4.2.3	Le sondage HeViCS	41
4.2.4	Observations complémentaires de l'amas de la Vierge	41
5	Photométrie des images SPIRE du <i>Herschel</i> Reference Survey	47
5.1	Quelle méthode pour extraire les flux ?	47
5.2	Estimation des erreurs	49
5.3	Ciesla et al. (2012) : Photométrie du <i>Herschel</i> Reference Survey	51
6	Données complémentaires du <i>Herschel</i> Reference Survey	85
6.1	Données photométriques complémentaires	86
6.1.1	Ultraviolet et optique	86
6.1.2	Infrarouge proche	87
6.1.3	Infrarouge moyen	87
6.1.4	Infrarouge lointain	90
6.1.5	H α	92
6.2	Données spectroscopiques complémentaires	93

6.2.1	Observations HI et CO	93
6.2.2	Spectroscopie intégrée	94
6.3	Données et mesures des paramètres physiques	94
6.3.1	Masse stellaire M_*	96
6.3.2	Brillance de surface dans la bande H : $\mu_e(H)$	96
6.3.3	Atténuations $A(FUV)$ et $H\alpha$	96
6.3.4	Brillance de surface $H\alpha$: $\Sigma(H\alpha)$	97
6.3.5	Taux de formation stellaire : SFR	97
6.3.6	Taux de naissance ou taux de formation stellaire spécifique : b ou $sSFR$	99
6.3.7	Métallicité : $12 + \log(O/H)$	99
6.3.8	Déficiencia en HI : $defHI$	99
7	Analyse des SED infrarouges et ajustement (English)	101
7.1	Science demonstration phase of <i>Herschel</i>	101
7.2	SED fitting of the complete HRS sample.	110
7.2.1	Data	110
7.2.2	Comparison of infrared libraries	114
7.2.3	Removing the stellar contribution from the infrared data	118
7.2.4	SED fitting with Draine & Li (2007)	121
8	Conclusions et perspectives	135
A	Une galaxie lointaine dans le champ d'HRS 206-IC 3625	137
A.1	Extraction des flux et construction de la SED.	139
A.1.1	Infrarouge lointain et submillimétrique	139
A.1.2	Infrarouge moyen	139
A.1.3	Optique	141
A.1.4	Ultra-violet, proche infrarouge et radio	141
A.1.5	Distribution spectrale d'énergie	141
A.2	Redshift photométrique	141
A.3	Discussion	144
B	Boselli et al. (2012)	147
	Bibliographie	171

Introduction

Sommaire

1.1 Historique	1
1.2 Qu'est-ce qu'une galaxie ?	3
1.3 Pourquoi étudier les galaxies proches ?	5

1.1 Historique

A la fin du XVIII ème siècle, William Herschel construit de grands télescopes qu'il utilise pour l'étude de la Galaxie et des systèmes stellaires. Il invente la technique du comptage d'étoiles jusqu'à certaines magnitudes limites dans 700 régions du ciel. Il détermine ainsi leur distribution en supposant qu'elles ont toutes la même luminosité intrinsèque, et que leur luminosité apparente varie comme $1/r^2$. Il conclue alors que le Soleil se trouve au centre d'un système aplati (5 :1), quasiment elliptique qui s'étend vers la Voie Lactée (Figure 1.1). Avec cette étude, il publie des catalogues d'étoiles et de nébuleuses. Au même moment, il met au point une expérience simple : placer un thermomètre dans le spectre obtenu par un prisme afin de mesurer la chaleur propre à chaque couleur. Le thermomètre indique que la chaleur reçue est plus forte dans la partie rouge du spectre, même au-delà de la partie visible. C'est la première expérience montrant que la chaleur peut se transmettre indépendamment d'une lumière visible, et donc la mise en évidence de l'infrarouge.

Le travail spectroscopique de William Huggins a permis, au milieu du XIX ème siècle, de faire la distinction entre les nébuleuses gazeuses et les systèmes stellaires non résolus. En effet, il montre que les spectres de certaines nébuleuses, comme celle d'Orion,

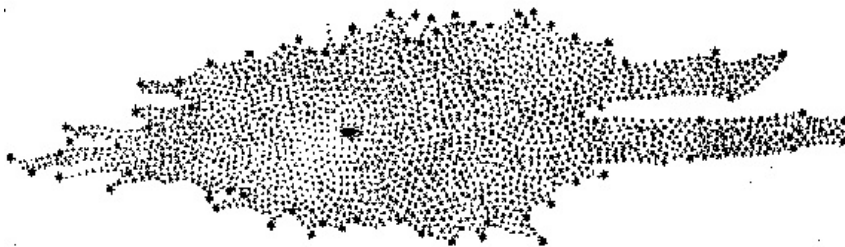


FIGURE 1.1 – L'Univers selon Herschel

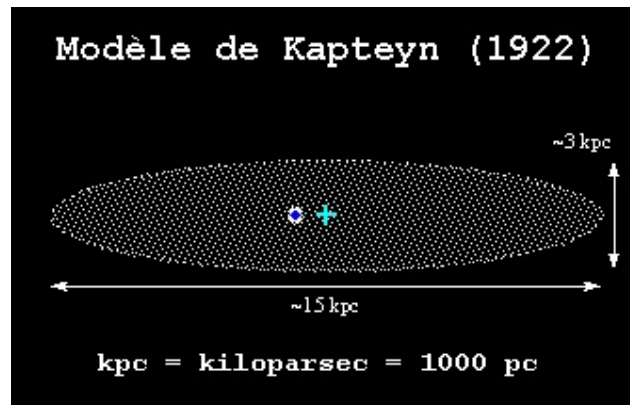


FIGURE 1.2 – L’Univers selon Kapteyn

présentent les caractéristiques d’un gaz chaud, alors que d’autres, comme la galaxie d’Andromède, celles d’une étoile. Cependant, il n’est toujours pas compris si les systèmes stellaires font partis ou non de la Galaxie. A la même période, à l’aide du télescope le plus grand de l’époque, William Parson découvre que beaucoup des nébuleuses répertoriées par Herschel ont une structure en spirale.

En 1906, Jacobus Kapteyn proposa un plan pour l’étude de la distribution des étoiles dans la Galaxie, en comptant les étoiles dans différentes directions. Cette étude utilisait la mesure de la magnitude apparente, du type spectral, de la vitesse radiale et du mouvement propre des étoiles dans 206 zones. Ici encore, il fait l’hypothèse que la luminosité apparente de ces étoiles varie en $1/r^2$, ce qui est faux étant donné la forte absorption du plan galactique. Ce projet énorme fut la première analyse statistique coordonnée en astronomie, et impliqua la collaboration de plus de 40 observatoires différents. De cette étude résulte l’“Univers de Kapteyn”, un sphéroïde aplati (5 :1) similaire au modèle d’Herschel, mais avec une échelle absolue. Dans cet univers, le Soleil, quelque peu en dehors du plan galactique, se trouve à 650 pc du centre de la Galaxie (Figure 1.2).

A l’Observatoire du Mont Wilson, Harlow Shapley conduisit une étude systématique de la distribution des amas globulaires qui, constitués d’environ 10^5 - 10^6 étoiles, peuvent être identifiés à de grandes distances du Soleil. Ces amas se situent à hautes latitudes galactiques, leur émission est donc peu absorbée. A partir de ces observations, Shapley note une asymétrie dans la distributions spatiales des amas globulaires en direction du Sagittaire, conduisant à l’hypothèse que c’est là que se trouve la principale concentration en masse de la Galaxie. A partir des magnitudes apparentes des étoiles variables, il déduit que le Soleil se trouve à environ 15 kpc du centre de la Galaxie. La distance des amas globulaires les plus lointains est estimée à 70 kpc, et la taille de la Galaxie à 100 kpc (10 fois plus grand que l’univers de Kapteyn).

Au cours de l’année 1920, un débat, connu sous le nom du “Grand Débat” oppose Harlow Shapley et Heber Curtis sur la nature et la distance des nébuleuses à spirales. Curtis, qui soutient le modèle de Kapteyn, affirme que celles-ci sont de natures extra-galactiques en se basant sur l’observations des novae dans la galaxie d’Andromède. De plus, il s’appuie sur

des observations de Vesto Slipher qui, en 1914, a détecté un certain nombre de décalages vers le rouge dans certaines de ces nébuleuses, dont l'amplitude, reliée par effet Doppler à leur vitesse de déplacement, semblait indiquer que ces objets n'étaient pas gravitationnellement liés à notre galaxie. Shapley prétend que l'univers ne s'étend pas au delà de la Voie Lactée en faisant part de la détection de mouvements propres de $0.02'' \text{ an}^{-1}$ par Maanen au sein de la nébuleuse d'Andromède. Ces résultats laissent penser qu'Andromède est d'extension relativement modeste, et donc proche du système solaire (on sait aujourd'hui que ces résultats étaient erronés).

En 1923, Edwin Hubble détecte des céphéïdes et de nombreuses autres étoiles variables dans plusieurs de ces nébuleuses (la plupart dans NGC 6822, M 33, M 32 et M 31), permettant de mesurer la distance et donc de prouver la nature extragalactique de ces objets. Il met ainsi fin au Grand Débat.

Cependant, les résultats de toutes ces études et la détermination des distances caractéristiques de la Galaxie sont affectées par la non-prise en compte de l'absorption interstellaire. En effet, malgré les diverses évidences suggérant l'existence de gaz et de poussières dans le milieu interstellaire, c'est seulement avec les observations de Robert Trumpler en 1930 qu'une preuve est apportée. Grâce au diagramme d'Hertzsprung-Russel, on peut lier le type spectral d'une étoile à sa magnitude absolue, et à partir de la relation entre le type spectral et la magnitude apparente, on peut remonter à la distance. La distance peut se retrouver également grâce aux dimensions angulaires. De la différence entre les deux mesures de distance, Trumpler déduit que les magnitudes apparentes sont plus faibles que celles auxquelles on s'attend, et ce à cause de l'absorption interstellaire. Il estime cet absorption à 0.7 mag kpc^{-1} . En ultraviolet, visible et infrarouge proche, ce rougissement est dû à la poussière.

A ce moment là, les deux grands thèmes de ma thèse sont donc présents dans l'astronomie : les galaxies et la poussière occupant leur milieu interstellaire.

1.2 Qu'est-ce qu'une galaxie ?

Une galaxie est un ensemble d'étoiles, de gaz, de poussière et d'autres formes de matières liés gravitationnellement. Ces galaxies sont très diverses en taille, luminosité et masse. En effet, certaines galaxies naines sont composées d'environ 10^7 étoiles alors que des galaxies très massives peuvent contenir jusqu'à 10^{12} étoiles. Cependant, il est possible de les classer selon leur morphologie comme le fit Edwin Hubble en 1936 (Figure 1.3). Les galaxies sont regroupées en galaxies elliptiques, galaxies lenticulaires et galaxies spirales (Figure 1.4). Sur ce diagramme, le rapport de taille entre le bulbe et le disque augmente de droite à gauche, de même pour la luminosité dans le visible. La quantité de gaz et de poussière ainsi que le nombre de bras spiraux diminuent de droite à gauche. Les galaxies elliptiques et lenticulaires sont dites de types précoces, alors que les galaxies spirales et irrégulières sont dites de types tardifs.

Les galaxies elliptiques (E) : Elles sont classées suivant l'indice $n = 10(1 - \frac{b}{a})$, $\frac{b}{a}$ étant le rapport axial apparent. n varie entre 0 et 7, 0 pour les plus sphériques et 7 pour les plus

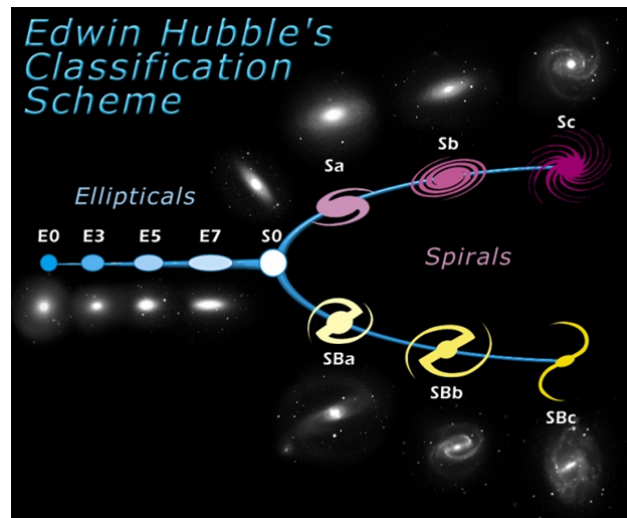


FIGURE 1.3 – Classification morphologique en diapason des galaxies établie par Hubble, avec d’un côté les galaxies elliptiques et de l’autre les galaxies spirales.

aplaties. Ces galaxies sont dites vieilles car leur population stellaire est dominée par des étoiles évoluées. Elles contiennent très peu de gaz et très peu de poussière. Le mouvement propre des étoiles est aléatoire. On peut modéliser analytiquement leur profil de luminosité par le profil de De Vaucouleurs qui varie en $r^{1/4}$, ou encore par le profil de Sersic en $r^{1/n}$, qui en est une généralisation. Le paramètre n contrôle la courbure du profil, plus n est grand, plus la luminosité de la galaxie est concentrée en son centre.

Les galaxies lenticulaires (S0) : Il s’agit d’une classe intermédiaire entre les galaxies elliptiques et les galaxies spirales caractérisée par une condensation centrale, un bulbe, similaire à celui des galaxies elliptiques, entourée par une région aplatie plus diffuse, et la présence d’un disque. Cette classe est subdivisée en plusieurs selon l’absorption due à la poussière du disque. Certaines galaxies lenticulaires possèdent une barre comme pour les galaxies spirales barrées.

Les galaxies spirales (S) : Les galaxies spirales sont divisées en deux catégories : les spirales normales (S) et les spirales barrées (SB). La séquence allant des Sa au Sc est établie en fonction du rapport de taille entre le bulbe et le disque (le rapport diminue de Sa vers Sc), la résolution et l’importance des bras spiraux, de la présence de gaz et de poussière, des régions à formation stellaire, de l’ouverture des bras spiraux et enfin de la luminosité totale de la galaxie (qui décroît de Sa vers Sc). Cette classification a été étendue aux galaxies spirales Sd et Sm. Ces galaxies sont riches en gaz et en poussière, elles subissent des poussées de formation stellaire et contiennent donc une population importante d’étoiles jeunes. Le bulbe central d’une galaxie spirale est en gros similaire en morphologie, profil de luminosité et contenu stellaire à une galaxie de type elliptique. Le profil de luminosité du disque suit l’expression $I = I_0 e^{-(r/r_0)}$ avec r_0 le rayon d’échelle du disque.



FIGURE 1.4 – Exemple de galaxie elliptique (M 87), de galaxie lenticulaire (M 104) et de galaxie spirale (M 83).

1.3 Pourquoi étudier les galaxies proches ?

L'étude de l'Univers a pour but de comprendre comment celui-ci s'est formé, comment il a évolué pour arriver jusqu'à l'état dans lequel nous l'observons à notre époque. L'objectif d'un modèle cosmologique réaliste est donc de proposer un scénario qui permette de prédire le plus précisément possible l'ensemble des observations. Il doit pouvoir expliquer la cosmologie dite primordiale, notamment en montrant comment pendant le Big Bang l'Univers a pu se trouver dans l'état très homogène que l'on observe grâce au fond diffus cosmologique (CMB), pourquoi à cette époque des anisotropies sont apparues et enfin il doit pouvoir justifier la présence des différentes formes de matières (matière baryonique, matière noire, neutrinos, photons) issus du Big Bang. Cependant, un modèle complet doit pouvoir aussi expliquer les observations faites, et prendre en compte la répartition actuelle des galaxies, amas de galaxies et super amas révélée par les catalogues de galaxies, leurs propriétés physiques (taille, masse, température, etc), ainsi que l'évolution de leur répartition que l'on observe en comparant la répartition actuelle de ces objets à celle qu'ils avaient par le passé.

Aujourd'hui, le modèle standard de la cosmologie donnant une description de cette évolution est le modèle Λ CDM (Lambda Cold Dark Matter). Il s'appuie sur le principe cosmologique statuant que l'Univers est homogène et isotrope à grande échelle (> 100 Mpc) et présente une courbure nulle. L'Univers contient de la matière noire et de l'énergie noire au même titre que la matière baryonique (Figure 1.5).

Dans ce contexte de modélisation de l'évolution de l'Univers, ma contribution se situe au niveau de l'étude des propriétés physiques des galaxies locales, et donc de l'Univers actuel. La proximité de ces galaxies permet d'obtenir des observations idéales et d'étudier toutes leurs composantes : étoiles, gaz, poussière, métaux, etc. Ces galaxies sont résolues à toutes les longueurs d'ondes et il est possible d'analyser aussi bien leurs propriétés de manière globale, qu'à l'échelle sub-galactique. De plus, les galaxies naines qui dominent l'Univers en nombre ont une luminosité tellement faible qu'elles sont détectables seulement dans l'Univers local. Enfin, la proximité d'amas tel que celui de la Vierge, allié aux avantages que présentent l'étude de l'Univers local, permet de comprendre l'impact de l'environnement sur les propriétés des galaxies. Ainsi, l'Univers local représente l'état "final" de l'évolution que les modèles cosmologiques doivent absolument prédire. C'est pourquoi les paramètres physiques observés doivent être fortement contraints. Mon travail de thèse

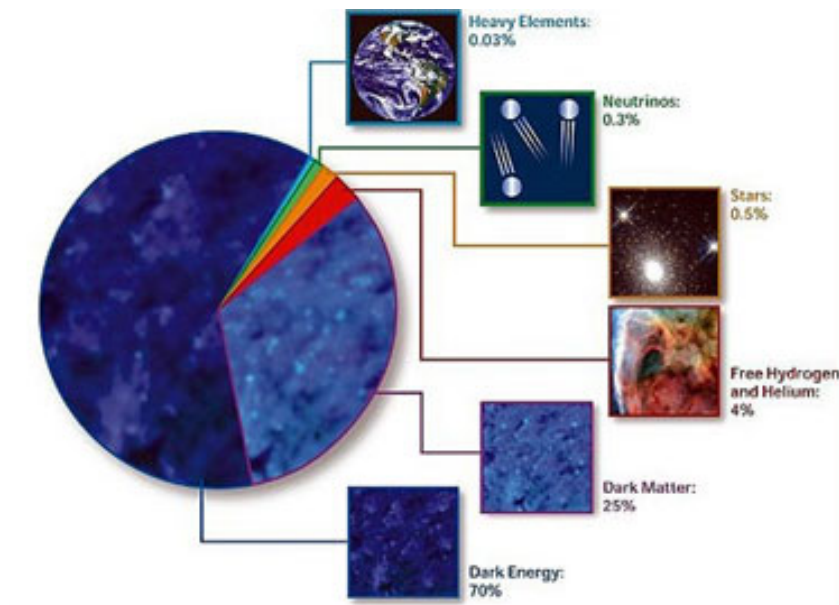


FIGURE 1.5 – Composition de l'Univers dans le modèle cosmologique Λ CDM (NASA).

s'inscrit dans ce cadre. Il s'agit de l'étude des propriétés globales des galaxies locales, et plus particulièrement celles de la poussière qui joue un rôle important dans le transfert énergétique du milieu interstellaire.

Processus d’émissions et distributions spectrales d’énergie (SED)

Sommaire

2.1	Emission multi-longueurs d’onde des galaxies	7
2.1.1	Rayons X	7
2.1.2	Ultraviolet, visible et proche infrarouge	9
2.1.3	Infrarouge et submillimétrique	11
2.1.4	Radio	14
2.2	Modélisation et ajustement de SED	17
2.2.1	Modélisation de SED	18
2.2.2	Méthodes d’ajustement de SED	21

Grâce à la fabrication de nombreux télescopes au sol et dans l’espace observant dans tous les domaines du spectre électromagnétique, il est devenu indispensable d’étudier un objet astrophysique dans toutes les longueurs d’ondes. En effet, chaque domaine du spectre nous renseigne sur les phénomènes en place et, grâce à la modélisation, il est possible d’en extraire les propriétés physiques caractérisant l’objet observé. En mesurant la densité de flux à différentes longueurs d’ondes, on est capable de reconstruire la distribution spectrale d’énergie (SED) qui est propre à chaque objet astrophysique (Figure 2.1). Dans ce chapitre, je décris, pour chaque domaine de longueurs d’onde, les différents processus contribuant à l’émission d’une galaxie. Ensuite, j’aborde les techniques de modélisation de SED que j’ai utilisées pendant mon travail.

2.1 Emission multi-longueurs d’onde des galaxies

2.1.1 Rayons X

0.1-10 keV (1-100 Å)

L’émission de haute énergie X que l’on observe dans les galaxies est due à différents processus. Une partie de cette émission est diffuse et est observée surtout dans les galaxies elliptiques. Elle est due au gaz chaud diffus.

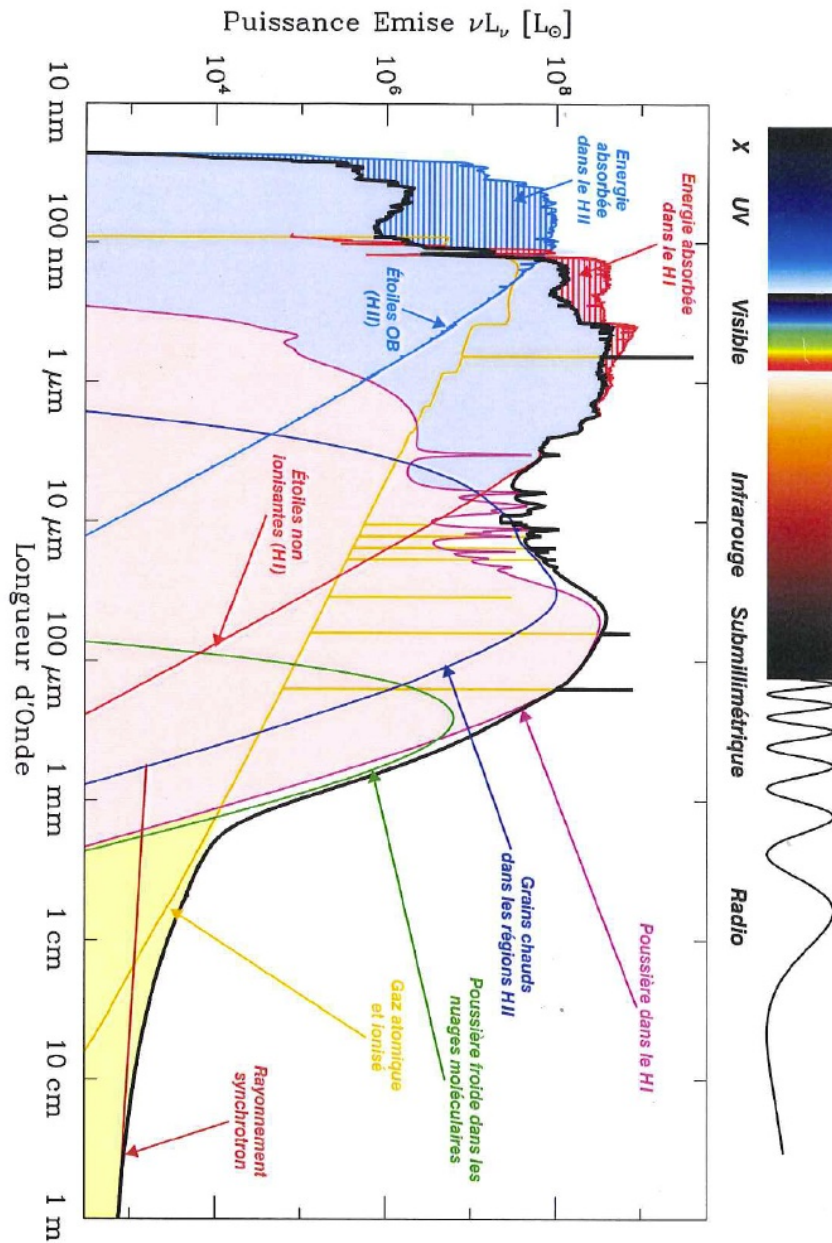


FIGURE 2.1 – Synthèse des différents processus d'émissions ayant lieu dans les galaxies.
©F. Galliano

Les émissions X ponctuelles proviennent des étoiles binaires. Ces systèmes sont composés d'un objet compact (naine blanche, étoile à neutron ou trou noir) et d'une étoile compagnon. Lorsque l'étoile compagnon est massive, celle-ci perd de la matière au travers de vents stellaires qui est alors accrétée par l'objet compact. Si l'étoile compagnon est de faible masse, lorsque celle-ci évolue en géante en quittant la séquence principale, elle remplit son lobe de Roche et la matière s'écoule alors par le point de Lagrange 1 du système sur l'objet compact. Dans les deux cas, la matière s'accrétant est fortement chauffée et émet en X (Figure 2.2, haut).

Le dernier processus, est le rayonnement continu de freinage (Bremsstrahlung) aussi appelé rayonnement "free-free". Il s'agit de l'émission d'un photon par un électron due à son interaction électrostatique avec une autre particule chargée. En d'autres termes, la trajectoire d'un électron est déviée par un noyau atomique chargé, entraînant l'émission ou l'absorption d'un photon (Figure 2.2, bas). Ce mécanisme est observé là où se trouve du gaz chaud ionisé ($\approx 10^8$ K), comme par exemple dans le gaz interstellaire de la galaxie elliptique M 87. Cette galaxie contient $10^{10} M_{\odot}$ de gaz chaud émettant en X par radiation "free-free" thermique.

2.1.2 Ultraviolet, visible et proche infrarouge

912-3500 Å

L'émission continue en ultraviolet des galaxies est produite par les étoiles jeunes (âge inférieur à environ 10^8 ans) et massives (Kennicutt 1998). Ainsi l'ultraviolet permet de tracer directement les régions où se forment des étoiles à l'époque d'observation, sous certaines hypothèses, il est possible de déduire un taux de formation stellaire de la galaxie (Kennicutt 1998; Boselli et al. 2009; Kennicutt et al. 2011, voir Section 6.3.5). La poussière absorbe une partie du rayonnement provenant de ces étoiles et le ré-émet en infrarouge. Une part de l'information concernant l'activité de formation des étoiles est donc masquée.

Les galaxies elliptiques sont composées d'étoiles très vieilles, les étoiles jeunes et massives y sont très rares, cependant une émission ultraviolet provenant de ces galaxies peut être détectée. Il peut, par exemple, y avoir des cas de formations stellaires résiduelles au centre en cas d'accrétion de gaz extérieur récent. Cependant, des observations ainsi que des résultats de modélisations suggèrent qu'environ 10% des galaxies elliptiques géantes présentent une émission ultraviolet pouvant être produite par des étoiles de faibles masses possédant une fine enveloppe, et brûlant leur hélium (Yi 2008). Ces étoiles se situent à l'extrémité de la branche horizontale du diagramme d'Hertzsprung-Russel (O'Connell 1999).

Dans ce domaine du spectre, on peut observer également des raies d'émission et d'absorption de l'hydrogène atomique et de quelques métaux. Les raies d'émission sont produites par les régions HII, alors que les raies d'absorption sont dues aux atmosphères stellaires, au milieu interstellaire et au milieu intergalactique (Boselli 2011).

3500-7500 Å

L'émission continue visible est dominée par les étoiles d'âges intermédiaires ($\approx 10^9$ ans). Dans ce domaine, tout comme en ultraviolet et en proche infrarouge, le MIS module

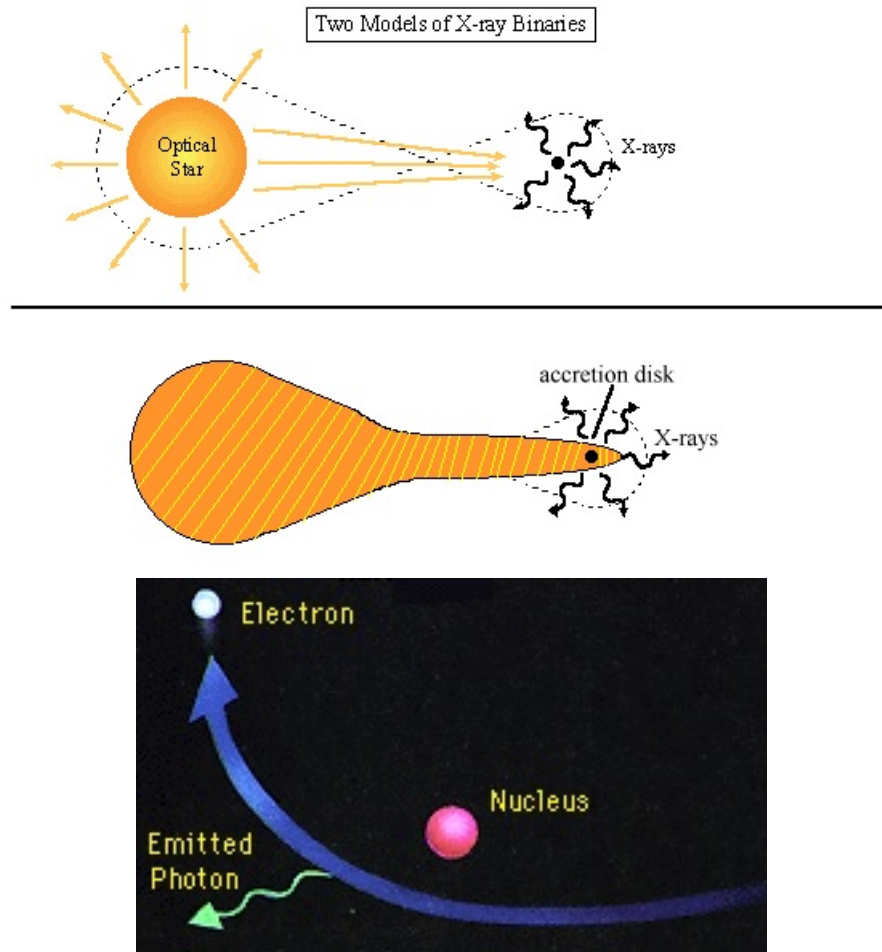


FIGURE 2.2 – Processus d'émission X. Système binaire X dans le cas où l'étoile compagne est de masse importante (schéma du haut) et dans le cas où celle-ci est de faible masse (schéma du milieu). Illustration décrivant le rayonnement de Bremsstrahlung (schéma du bas).

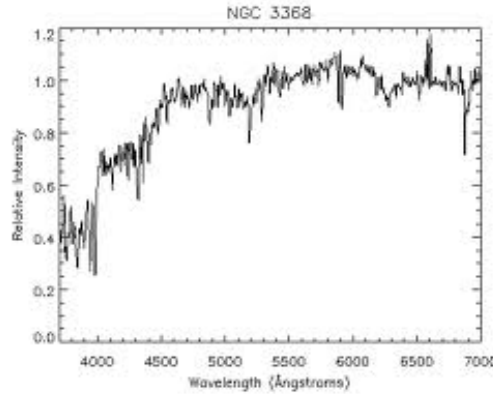


FIGURE 2.3 – Spectre optique d’une galaxie dite “normale” : NGC3368.

l’émission en absorbant et diffusant le rayonnement provenant des étoiles, donnant lieu à la présence de nombreuses raies dans le spectre optique (Figure 2.3). Etant le premier domaine du spectre étudié, c’est en visible que le classement morphologique des galaxies a été fait. Comme en ultraviolet, la poussière absorbe une partie du rayonnement pour le ré-émettre en infrarouge.

Dans ce domaine, on peut observer une des raies les plus importantes du spectre : la raie $H\alpha$ dont la longueur d’onde à 656.3 nm dans le référentiel de repos (Figure 2.4). Cette raie provient de la transition d’énergie entre les états principaux $n=3$ et $n=2$ de l’hydrogène. La raie $H\alpha$ permet donc de tracer le gaz ionisé par le flux ultraviolet ($\lambda < 912 \text{ \AA}$) des étoiles jeunes ($\leq 10^7$ ans) et massives ($M > 10 M_{\odot}$). L’intensité de cette raie est proportionnelle au taux global de photo-ionisation du milieu interstellaire (MIS), qui lui-même dépend du nombre d’étoiles ionisantes (Boselli 2011). La densité du gaz ionisé varie entre 0.2 et 0.5 atomes cm^{-3} pour le gaz diffus et 10^2 à 10^4 atomes cm^{-3} au sein des régions HII. Elle peut être utilisée comme traceur de formation stellaire, comme je l’explique au Chapitre 6.

0.75-5 μm

L’émission infrarouge proche est dominée par les étoiles vieilles de la séquence principale (âge supérieur à 10^{10} ans) ainsi que par les géantes rouges (Bruzual A. & Charlot 1993). Cette population vieille est la plus nombreuse dans les galaxies de types précoces, elle permet donc de tracer directement la masse stellaire de celles-ci (dans le rayon optique, Gavazzi et al. 1996a, voir Section 6.3.1).

2.1.3 Infrarouge et submillimétrique

Durant leur vie, les étoiles produisent et injectent des métaux¹ dans le milieu interstellaire au travers des vents stellaires et des explosions de supernova. Ces métaux s’agrègent entre eux pour former des grains de poussière. Dans la Voie Lactée, environ 1% du MIS est composé de matière solide telle que des silicates et des matériaux carbonés (Draine 2003).

1. On définit comme métal tout élément chimique autre que l’hydrogène et l’hélium.

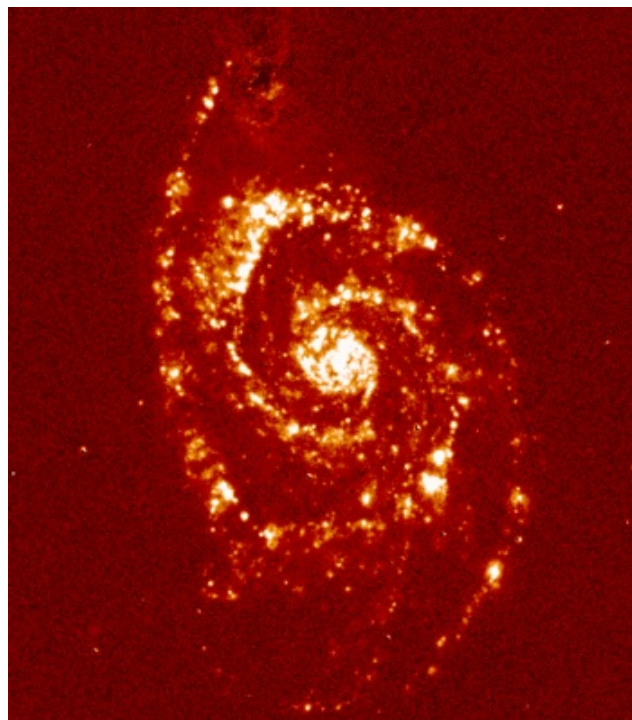


FIGURE 2.4 – Image $H\alpha$ (le continuum a été soustrait) de la galaxie M 51. © D. Thilker, NRAO

La poussière joue un rôle important dans le milieu interstellaire. Elle sert de catalyseur dans les processus de transformation de l'hydrogène atomique en hydrogène moléculaire, absorbe le rayonnement ultraviolet empêchant ainsi la dispersion des nuages moléculaires, et contribue au refroidissement ainsi qu'au chauffage du MIS dans les régions de photodissociation (Wolfire et al. 1995). Il existe trois grands groupes de modèles de poussières, qui diffèrent les uns des autres par les hypothèses faites sur sa composition. Le premier considère la poussière comme composée de silicates et de graphites (Mathis et al. 1977; Draine & Lee 1984; Kim et al. 1994). L'extension naturel de ces modèles consiste à y ajouter la contribution des PAH (Hydrocarbures Aromatiques Polycycliques) (Siebenmorgen & Kruegel 1992; Li & Draine 2001; Weingartner & Draine 2001; Draine & Li 2007). Le deuxième type de modèle considère que les grains de poussière ont un coeur en silicate recouvert par une enveloppe carbonée (Desert et al. 1990; Jones et al. 1990; Li & Greenberg 1997), et enfin, le troisième suppose que la poussière est formée d'agrégats de faibles densités composés de petites particules de silicates et de carbonés (Mathis & Whiffen 1989; Mathis 1996; Zubko et al. 2004). Les deuxièmes et troisièmes modèles semblent ne pas reproduire exactement les observations (par exemple, Mason et al. 2007; Draine 1994; Dwek 1997; Li 2005). Cependant, les modèles basés sur un mélange de grains de silicate amorphes et de grains carbonés de différentes tailles réussissent mieux à reproduire les principales propriétés observées des la poussière interstellaire.

5-20 μm

L'infrarouge moyen est dominée par l'émission des PAH (Hydrocarbure Aromatique Polycyclique) entre 3 et 15 μm et par l'émission de très petits grains (Very Small Grains, VSG) à partir de 10 μm .

La matière carbonée constitue une composante importante du milieu interstellaire. Les grains ayant un nombre d'atomes de carbone inférieur à 10^5 ont les propriétés des PAH (Draine & Li 2007; Aniano et al. 2012). Ce sont de très petits grains de structures planes, possédant une capacité de chauffage très faible et ne sont donc pas en équilibre thermique avec le champ de radiation interstellaire. L'état d'ionisation de ces molécules nous renseigne sur l'ionisation du milieu, alors que leur composition et taille indiquent l'histoire énergétique et chimique du milieu dans lequel elles se trouvent (Salama 2008). Les PAH sont à l'origine des raies observables en infrarouge moyen à 3.3, 6.2, 7.7, 8.7, 11.3 et 12.7 μm , souvent accompagnées par des raies plus faibles et des structures plus larges sous-jacentes entre 2.1 et 3.7 μm , 6.0 et 6.9 μm et 11 et 15 μm (Figure 2.5). Ces émissions sont probablement dues aux modes de vibrations des structures des PAH (Draine 2003). Ces raies apparaissent dans le spectre de la Voie Lactée, dans ceux des cirrus à hautes latitudes galactiques (Mattila et al. 1996; Lemke et al. 1998) et dans ceux d'autres galaxies, y compris les galaxies starbursts (Roche et al. 1989; Genzel & Cesarsky 2000) ainsi que dans un grand nombre d'objets astrophysiques.

A partir de 10 μm , l'émission infrarouge est dominée par les VSG de tailles comprises entre 10 Å et 200 Å et de structure à trois dimensions, principalement composé de graphite (Desert et al. 1990). Tout comme les PAH, les VSG ne sont pas en équilibre thermique avec le champ de radiation stellaire dans lequel ils se trouvent. Il n'est donc pas possible de modéliser leur émission par une loi de corps noir modifié (Boselli 2011).

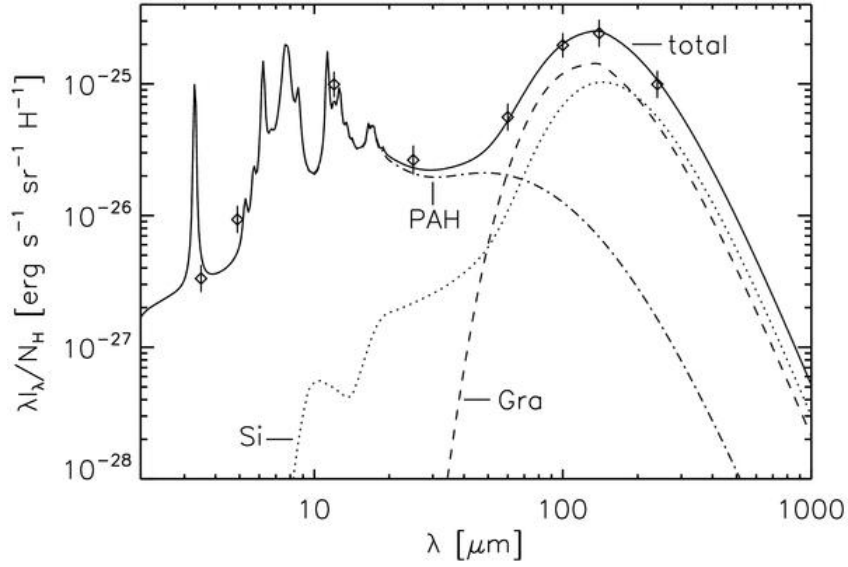


FIGURE 2.5 – Distribution spectrale d'énergie de la poussière en infrarouge. Figure tirée de Popescu et al. (2011).

En infrarouge moyen, il est possible qu'une petite partie de l'émission soit due aux étoiles très vieilles et donc très froides, surtout pour les galaxies elliptiques.

20 μm-1 mm

L'émission en infrarouge lointain et en submillimétrique est complètement dominée par la poussière de plus en plus froide selon que l'on tend vers les grandes longueurs d'ondes. En considérant que les grains de poussière émettant en infrarouge lointain et en submillimétrique sont en équilibre thermique avec le milieu dans lequel ils se trouvent (cela est cependant discuté par Paradis et al. (2009)), leur émission suit la loi d'un corps noir modifié :

$$S(\nu, T) \propto \nu^\beta \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1} \quad (2.1)$$

où S est la densité de flux, ν la fréquence, c la célérité de la lumière, h la constante de Planck, k la constante de Boltzman, et T la température. La valeur de l'indice spectral β est sujette à discussion, des données submillimétrique sont indispensables pour la contraindre (Boselli et al. 2012). L'ajustement de divers modèles d'émission de la poussière ainsi que de ce corps noir modifié, permet de déduire des paramètres importants tels que la température de la poussière, et sa masse totale.

Alors que l'infrarouge moyen est dominé par les raies d'émission des PAH, les raies atomiques de structure fine responsable de refroidissement du MIS sont présentes en infrarouge lointain et en submillimétrique. L'émission des transitions rotationnelles des molécules dipolaires, comme par exemple le monoxyde de carbone CO(3-2), sont observables en infrarouge lointain et submillimétrique (Boselli 2011).

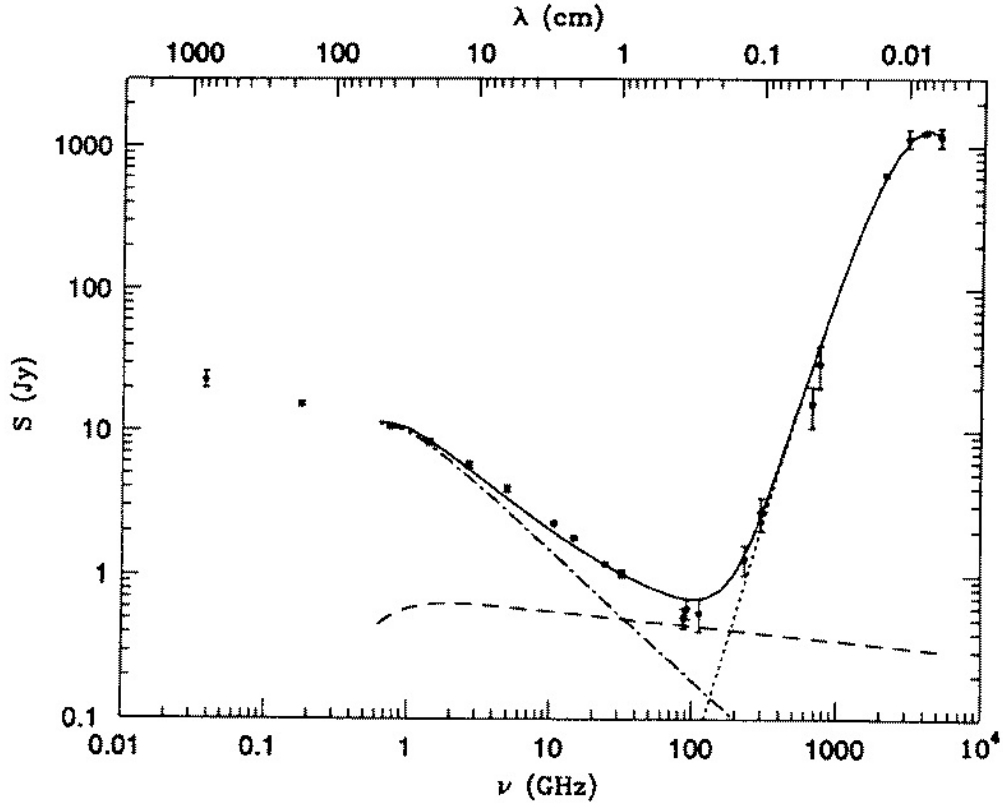


FIGURE 2.6 – Spectre submillimétrique et radio de M 82 (Klein et al. 1988; Carlstrom & Kronberg 1991). Le trait plein est le spectre de la galaxie, la ligne en pointillée correspond à l’émission de la poussière, le trait tireté au rayonnement free-free et le trait point-tiret correspond au rayonnement synchrotron. Figure tirée de Condon (1992).

2.1.4 Radio

1 mm-1 m

L’émission radio des galaxies dites “normales” (sans trou noir super massif au centre de celles-ci responsable de l’émission radio) est presque entièrement due à l’émission synchrotron, dite non-thermique, provenant des électrons relativistes et à l’émission “free-free”, dite thermique, provenant des régions HII. Ces deux composantes dominent la ré-émission de la lumière des étoiles par la poussière au-delà de 1.5 mm (Condon 1992), voir Figure 2.6.

Les observations radio de ces galaxies normales sont des traceurs de formations stellaires récentes. L’émission “free-free” provient directement des régions HII contenant les étoiles ionisantes, et son intensité est directement proportionnelle au taux de photo-ionisation des étoiles jeunes (Murphy 2009). Cependant, à des fréquences de l’ordre du GHz, la partie non-thermique domine l’émission continue totale en radio (Condon & Yin 1990) rendant l’isolation de la partie thermique très difficile (Figure 2.6).

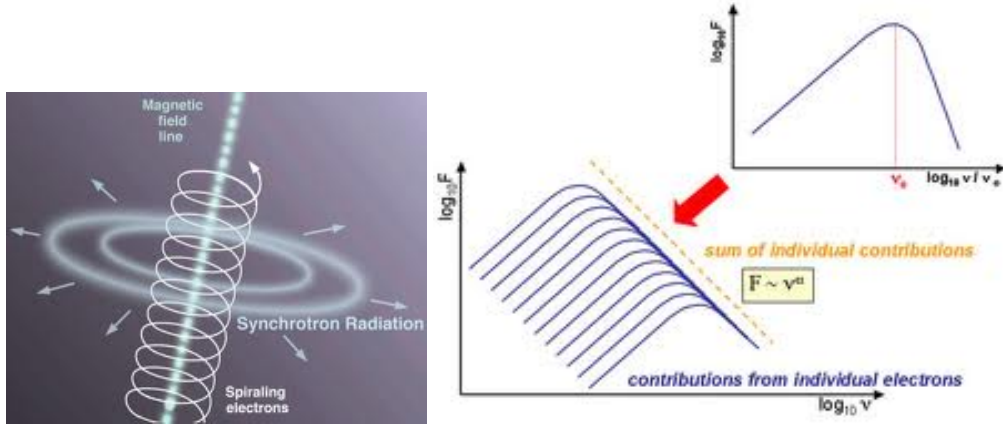


FIGURE 2.7 – A gauche, schéma illustrant le principe du rayonnement synchrotron. A droite : origine du spectre en loi de puissance caractéristique du rayonnement synchrotron du à l'accumulation des spectres de chaque électron.

Seules les étoiles de masse supérieure à $8 M_{\odot}$ produisent des supernovae de types II et Ia dont les restes sont à l'origine de l'accélération des électrons relativistes dans le champ magnétique globale de la galaxie. Le rayonnement synchrotron provient des électrons relativistes tournant autour des lignes de champ magnétiques, leur rotation autour de la ligne de champ provoquant un changement de vitesse et entraînant ainsi l'émission de photons (Figure 2.7, schéma de gauche). Le spectre du rayonnement synchrotron est caractérisé par une loi de puissance (Niklas et al. 1997) d'indice spectral $\alpha \approx +0.8$. Ce spectre est le résultat de la somme des contributions de chaque électron à l'origine de l'émission (Figure 2.7, schéma de droite). L'émission synchrotron observée dans une galaxie "normale" provient d'électrons relativistes assez âgés (durée de vie supérieure à 10^7 ans) qui se sont propagés sur de relativement grandes distance, supérieures à 1 kpc, depuis les restes de supernovae dont la durée de vie est d'environ 10^5 ans (Condon 1992). Par conséquent, les sources à l'origine de l'émission des électrons relativistes n'existent plus, et leur distribution spatiale est lissée. Le rayonnement synchrotron n'est donc pas un bon indicateur de formation stellaire à l'échelle subgalactique.

Les étoiles massives, responsables du rayonnement thermique pendant leur courte vie puis du rayonnement non-thermique lors de leur mort, sont aussi les sources primaires du chauffage de la poussière dans le MIS étant donné que leur lumière est absorbée puis ré-émise par la poussière en infrarouge lointain. Cette origine commune entre le rayonnement de la poussière en infrarouge lointain et la combinaison des rayonnements thermique et non-thermique en radio aurait pour conséquence la fameuse corrélation observée entre la luminosité infrarouge et radio des galaxies (par exemple : de Jong et al. 1985; Helou et al. 1985; Niklas et al. 1997; Condon 1992; Murphy 2009). Cette corrélation repose sur une relation empirique tenant sur trois ordres de grandeur, et restant à peu près linéaire entre 10^9 et $10^{12.5} L_{\odot}$, des galaxies naines aux galaxies infrarouges ultra-lumineuses locales.

En radio, à 21 cm (exactement à 21.106114 cm, Lequeux 2005), une raie de l'hy-

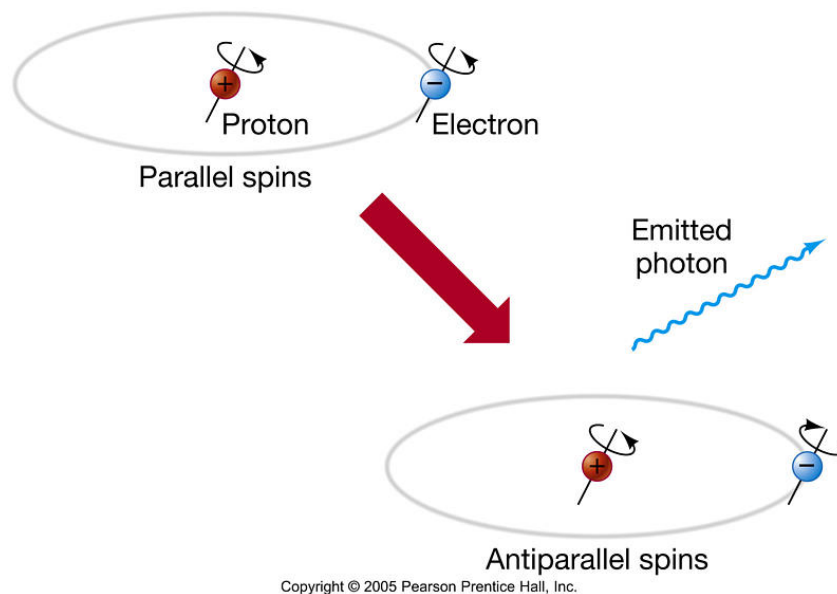


FIGURE 2.8 – ©Pearson Prentice Hall, Inc. Schéma représentant la transition hyperfine de l'électron dans le spin à l'origine parallèle à celui du proton, devient anti-parallèle. Lors de cette transition, un photon de longueur d'onde 21 cm est émis.

hydrogène neutre permet de tracer le gaz atomique dans l'univers. A l'origine de cette détection, une transition hyperfine de l'atome d'hydrogène : le spin de l'électron passe de l'état parallèle à celui du proton, à l'état anti-parallèle en émettant un photon dont la longueur d'onde est 21 cm. Ce phénomène ne se produit que tous les 10^7 ans environ mais la quantité d'hydrogène neutre est tellement grande dans l'univers qu'un signal constant à 21 cm est capté.

Ainsi, il est possible de détecter le gaz atomique neutre du milieu interstellaire. Elle se divise en deux phases. La première est le milieu neutre froid composé d'hydrogène à l'état neutre. Cette phase est dite froide car la température des atomes est de l'ordre de 50-100 K pour des densités de 20 à 50 atomes cm^{-3} . La deuxième phase est chaude, les atomes d'hydrogène ayant une température de l'ordre de quelques milliers de Kelvin pour des densités beaucoup plus faibles, entre 0.2 et 0.5 atomes cm^{-3} (Ferrière 2001; Boselli 2011).

Une des molécules les plus observées est le monoxyde de carbone CO grâce à son fort moment dipolaire. Les fortes raies rotationnelles du CO se trouvent en millimétrique pour les transitions CO(1-0) à 2.6 mm et CO(2-1) à 1.3 mm (Lequeux 2005). Le monoxyde de carbone permet de tracer le gaz moléculaire dont les masses sont généralement déterminées à partir de la luminosité du CO(1-0) grâce à un facteur de conversion entre l'intensité du CO et la densité de colonne du gaz H_2 qui dépend, entre autres, de la métallicité et de la température du gaz (Wilson 1995; Boselli et al. 2002; Kennicutt et al. 2011, voir Section 6.2.1).

2.2 Modélisation et ajustement de SED

Afin d'exploiter les données multi-longueurs d'ondes et extraire un maximum de propriétés physiques à partir des observations, des travaux ont permis de modéliser un ou plusieurs domaines du spectre et donner ainsi une vision d'ensemble du fonctionnement des galaxies. En effet, les techniques les plus modernes d'ajustement de SED prennent en compte le lien qu'il y a entre chaque domaine, notamment entre l'émission des étoiles en ultraviolet, visible et proche infrarouge, et l'émission de la poussière en infrarouge et sub-millimétrique. Mais pour utiliser ces bibliothèques de modèles, il faut des techniques d'ajustement aux données. Ici je décris les modèles optique et infrarouges, ainsi que les deux outils d'ajustement de SED que j'utilise pour mon travail de thèse.

2.2.1 Modélisation de SED

2.2.1.1 Modélisation des populations stellaires

Les parties ultraviolet, visible et proche infrarouge sont complètement dominées par l'émission des étoiles, les jeunes et chaudes en ultraviolet jusqu'aux étoiles vieilles et froides en proche infrarouge. Afin de modéliser cette émission, il faut prendre en compte la distribution initiale de masse des étoiles (Salpeter 1955; Kroupa 2001), leur âge, leur composition chimique initiale, puis les faire évoluer. Les modèles de synthèses de populations stellaires essaient de prendre en compte chacun de ces paramètres afin de reproduire les SED de l'ultraviolet au proche infrarouge non atténuées par la poussière (par exemple, Bruzual A. 1983; Renzini & Buzzoni 1986; Bruzual A. & Charlot 1993; Fioc & Rocca-Volmerange 1997; Maraston 1998, 2005). Ainsi, à partir d'une fonction initiale de masse (IMF), de spectres et d'une histoire de formation stellaire, les modèles produisent des spectres stellaires intégrés de galaxies. Pour mon travail, j'ai utilisé les modèles de Maraston (2005) qui sont une extension de ceux de Maraston (1998). Elle considère le plus simple modèle de synthèse de population, appelé population stellaire simple (SSP), qui consiste à supposer que toutes les étoiles ont le même âge et la même composition chimique initiale. Il est ainsi possible de créer des systèmes stellaires complexes en convoluant plusieurs SSP avec une histoire de formation stellaire.

2.2.1.2 Modélisation de la poussière

Les modèles les plus utilisés pour représenter l'émission infrarouge des galaxies sont ceux de Chary & Elbaz (2001), Dale & Helou (2002) et Draine & Li (2007).

Les 105 SED de Chary & Elbaz (2001) (Figure 2.9) ont été développées en fonction de la luminosité infrarouge totale (entre 8 et 1000 μm) afin de reproduire les données ISO, IRAS et SCUBA de galaxies proches (0.44, 7, 12, 15, 25, 60, 100 et 850 μm).

Dale & Helou (2002) ont construit 64 SED (Figure 2.10) de galaxies qui diffèrent par la pente α de la distribution en loi de puissance de la masse de poussière en fonction du champ de radiation interstellaire U tel que :

$$dM(U) \propto U^{-\alpha} dU, \quad (2.2)$$

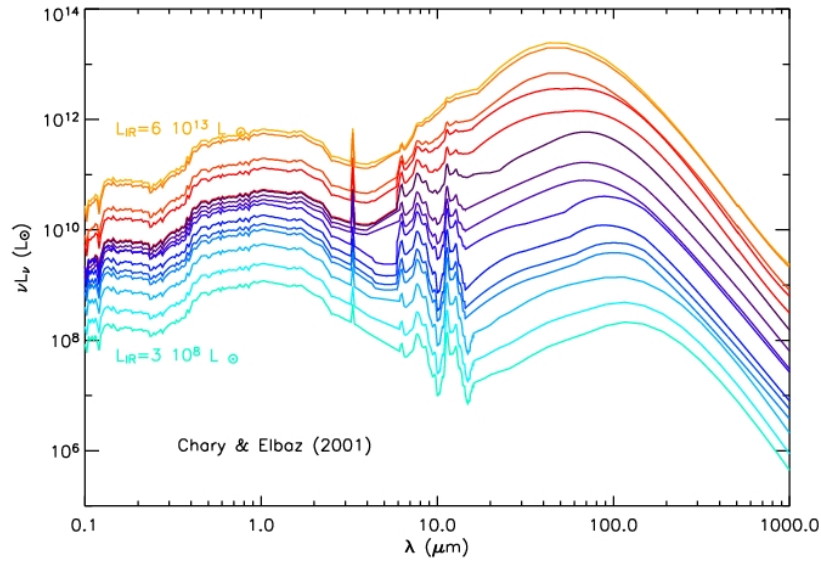


FIGURE 2.9 – ©D. Elbaz. Librairie de modèles construits par Chary & Elbaz (2001) en fonction de la luminosité totale infrarouge.

avec $M(U)$ la masse de poussière chauffée par U . La variation de α change la position du pic d'émission de la poussière. Chapman et al. (2003) et Marcillac et al. (2006) proposent une relation entre le paramètre α et la luminosité infrarouge de la galaxie.

Les SED de Dale & Helou (2002) et de Chary & Elbaz (2001) étant empiriques, ou semi-empiriques, et se basant sur des observations, nous les qualifierons donc de *templates*. Ces *templates* sont faciles à manipuler et à traiter, permettant ainsi d'avoir rapidement des estimations de paramètres tels que la luminosité infrarouge totale. Cependant, ils sont calibrés sur des données incomplètes et nécessitent une actualisation grâce aux nouvelles données *Herschel*. Les modèles de Draine & Li (2007) eux modélisent l'émission de la poussière au sens théorique.

Les modèles de Draine & Li (2007) proposent de modéliser la poussière par un mélange de grains de silicate amorphes et de grains carbonés avec une distribution de taille des grains semblable à celle de la Voie Lactée (Weingartner & Draine 2001). Néanmoins, les compositions du Grand Nuage de Magellan (LMC) et du Petit Nuage de Magellan (SMC) sont aussi disponibles. La majeure partie de la poussière se trouvant dans le MIS diffus est chauffée par un grand nombre d'étoiles à l'origine du champ de radiation diffus (Aniano et al. 2012). Cependant, d'autres grains de poussière se situent dans des régions proches d'étoiles très lumineuses, comme les régions de photo-dissociation (PDR) près des étoiles de types O et B. Dans ces régions, la lumière provenant des étoiles et chauffant la poussière est beaucoup plus intense que celle des étoiles à l'origine du champ de radiation diffus (Draine 2003; Aniano et al. 2012). La contribution de chacun de ces moyens de chauffage est quantifié par le paramètre γ . Ainsi, la fraction $(1 - \gamma)$ de la masse totale de poussière est chauffée par une intensité de radiation unique $U = U_{min}$, c'est-à-dire chauffée par le

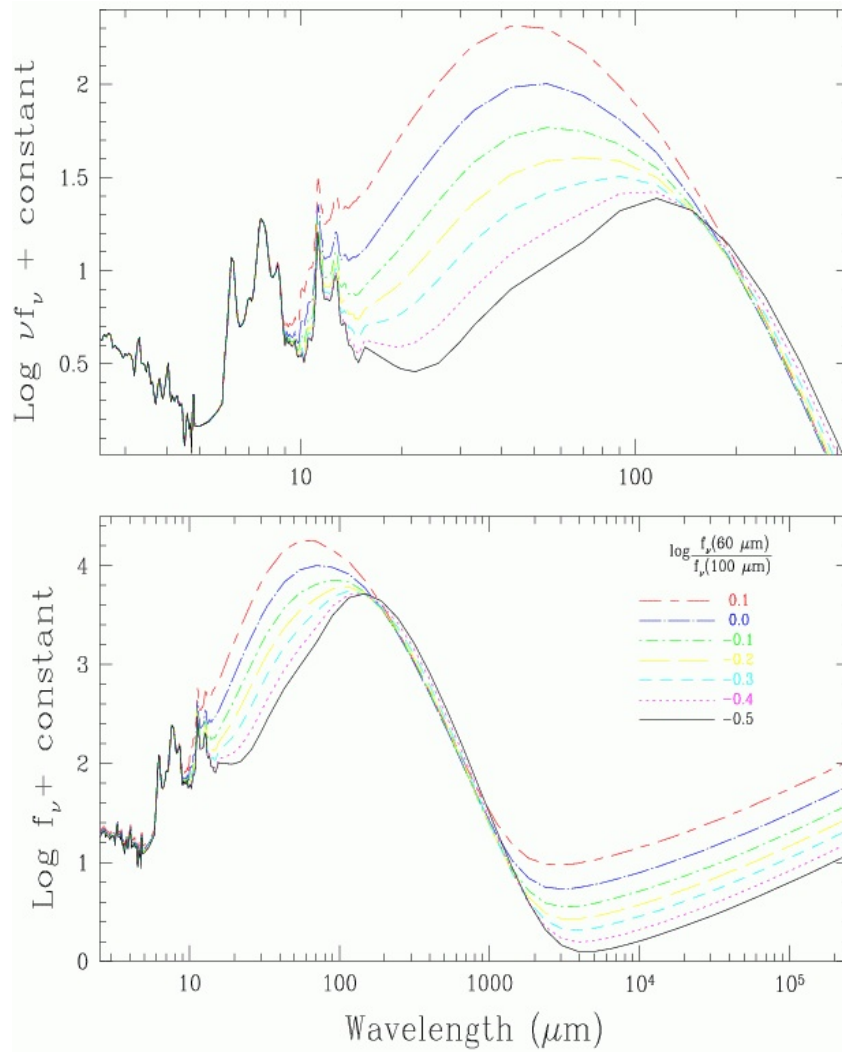


FIGURE 2.10 – ©D. Dale. Librairie de modèles construits par Dale & Helou (2002) en fonction du paramètre α .

champ de radiation diffus. La fraction γ de la masse de poussière totale est exposée à une distribution en loi de puissance d'intensités de lumières stellaires compris entre U_{min} et U_{max} avec $dM/dU \propto U^{-\alpha}$ (Draine & Li 2007; Aniano et al. 2012). De cette façon, U_{min} représente l'amplitude du champ de radiation interstellaire diffus, normalisé à celui de la Voie Lactée. Un dernier paramètre vise à caractériser l'émission due aux PAH. Leur abondance est quantifié par le paramètre q_{PAH} dans les modèles de Draine & Li (2007) et correspond à la fraction de masse totale de PAH contribuant à l'émission infrarouge.

Chaque modèle est donc régit par l'ensemble de paramètres {composition de la poussière, q_{PAH} , γ , U_{min} et U_{max} }. Cela fait beaucoup de paramètres si l'on veut les prendre tous en considération. Cependant, lors d'une étude sur les galaxies SINGS (Kennicutt et al. 2003), Draine et al. (2007) montre que certains paramètres peuvent être fixés sans grandes implications sur les résultats. Ainsi, utiliser les modèles de composition de la Voie Lactée, et fixer U_{max} à $10^6 U_{VoieLactee}$ permet de réduire le nombre de paramètre sans affecter les résultats.

2.2.2 Méthodes d'ajustement de SED

Pour d'obtenir les quantités physiques issus des modèles qui caractérisent au mieux les observations, il faut déterminer le modèle ayant la configuration de paramètres optimale. Plusieurs méthodes d'ajustement de SED existent, ici je décris les deux que j'ai utilisées pour mon travail de thèse : la méthode de minimisation de χ^2 , largement utilisée en sciences, et un programme d'analyse de type bayésienne basée sur un bilan énergétique spécifiquement conçu par notre équipe pour modéliser l'émission des galaxies (CIGALE).

2.2.2.1 Minimisation de χ^2

Une méthode largement utilisée d'ajustement de modèles aux observations est la méthode de minimisation de χ^2 , ou méthode des moindres carrés, avec χ^2 défini tel que :

$$\chi^2(a_1, \dots, a_i, \dots, a_N) = \sum_{i=1}^N \left[\frac{y_i - \alpha y(x_i, a_1, \dots, a_i, \dots, a_M)}{\sigma_i} \right]^2, \quad (2.3)$$

où y est le modèle, les a_i sont les valeurs des paramètres de ce modèle, les x_i sont les indices des observations. σ_i correspond aux erreurs (aléatoires, indépendantes, distribuées selon une loi normale) associées aux valeurs d'observations y_i . N correspond au nombre de paramètres du modèle et M au nombre d'observations. Enfin, α est le facteur de normalisation défini par :

$$\alpha = \frac{\sum_{i=1}^N y_i \times y(x_i, a_1, \dots, a_i, \dots, a_M) / \sigma_i^2}{\sum_{i=1}^N y(x_i, a_1, \dots, a_i, \dots, a_M)^2 / \sigma_i^2}. \quad (2.4)$$

Le modèle entraînant le plus petit χ^2 est celui qui ajuste au mieux les données selon cette méthode. C'est la méthode qui est utilisée pour ajuster les modèles de Draine & Li (2007) aux données multi-longueurs d'onde des galaxies que j'ai étudiées.

A partir des résultats de calcul de χ^2 , on peut tracer la distribution de probabilité d'un paramètre, c'est-à-dire la valeur du χ^2 en fonction de la valeur du paramètre en question.

Grâce à cette distribution, on peut estimer une valeur moyenne ainsi qu'une erreur sur l'estimation du paramètre représentant au mieux les observations à partir de l'écart-type de cette distribution. Cela permet également d'estimer si le paramètre est bien contraint par les données. On appelle cette approche une analyse de type bayésienne.

2.2.2.2 CIGALE

Le code CIGALE² (Code Investing GALaxy Emission) a été développé à Marseille pour dériver les paramètres physiques de galaxies en comparant des SEDs modélisées aux SEDs observées, de l'ultraviolet lointain à l'infrarouge lointain (Burgarella et al. 2005; Noll et al. 2009; Giovannoli et al. 2011). Le fonctionnement de CIGALE est schématisé en Figure 2.11. Le code crée des SEDs de galaxies à partir de modèles de populations stellaires et d'une histoire de formation stellaire préalablement choisie. L'atténuation due à la poussière est appliquée sur le spectre à partir de lois empiriques telle que la loi de Calzetti et al. (2000). La différence d'énergie entre les modèles non rougis et ceux rougis nous donne l'énergie absorbée par la poussière et donc ré-émise en infrarouge. À partir de cette donnée, et des modèles d'émission de la poussière, la partie infrarouge de la SED est modélisée au travers de la librairie infrarouge sélectionnée (Chary & Elbaz 2001; Dale & Helou 2002). Ces modèles sont ensuite ajustés aux SEDs observées grâce à une procédure de minimisation de χ^2 , et les meilleurs paramètres sont estimés par une approche de type bayésienne. La fonction de probabilité de chaque paramètre est calculée et la valeur bayésienne estimée ainsi que son erreur correspondent à la moyenne et à l'écart-type de cette distribution.

Je me sers du programme CIGALE pour évaluer la contribution stellaire en proche et moyen infrarouge en fonction de l'histoire de formation stellaire associée à chaque type morphologique. Cela demande une configuration particulière de CIGALE que j'explique au Chapitre 7.

2. <http://cigale.oamp.fr/>

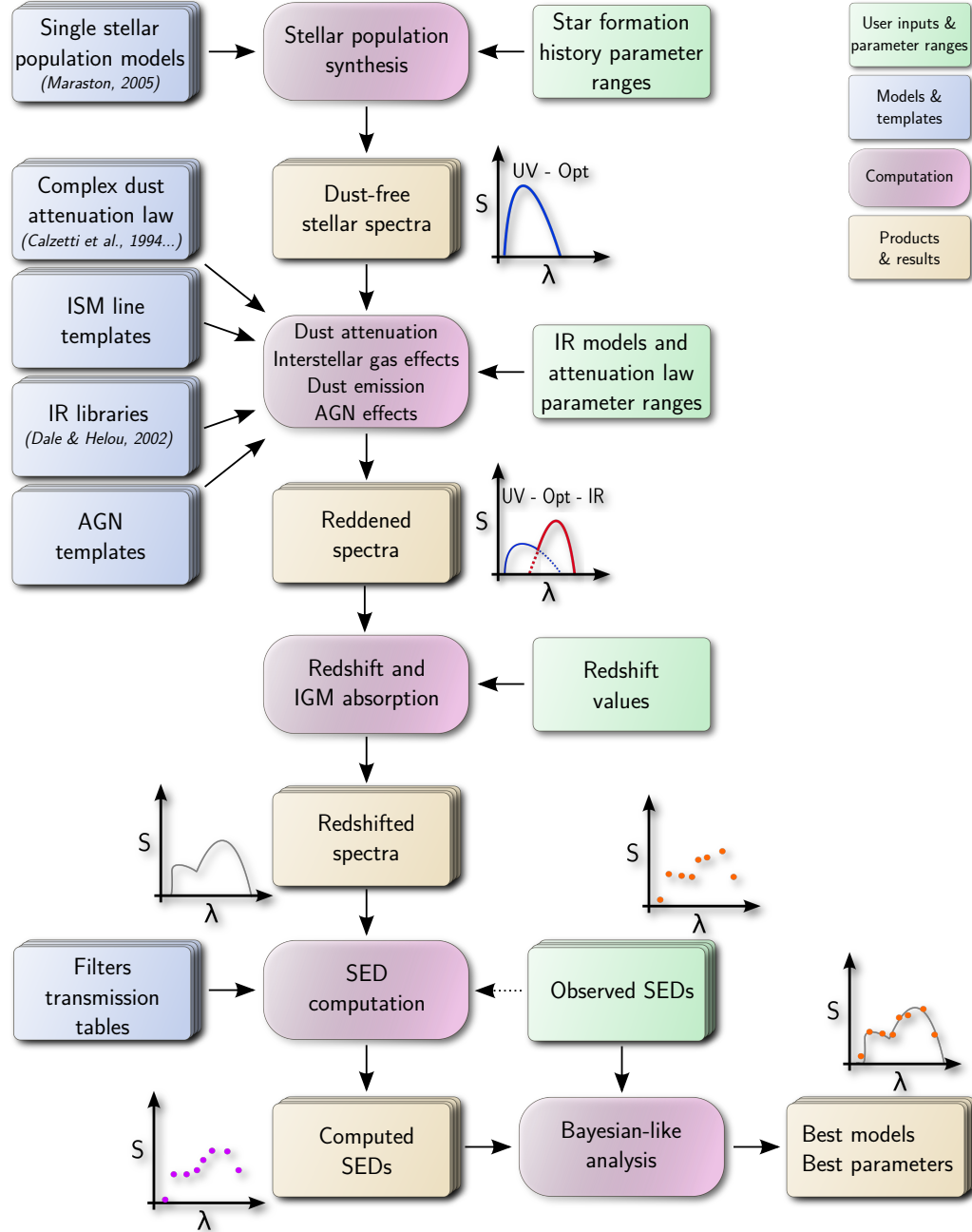


FIGURE 2.11 – Figure tirée de Roehlly et al. (2011). Schéma d'exécution du programme CIGALE.

Le télescope spatial *Herschel*

L'intégralité de mon travail est basée sur les nouvelles données du satellite *Herschel* lancé 3 mois avant le début de ma thèse, le 14 Mai 2009. Ce télescope ouvre pour la première fois la fenêtre du submillimétrique avec une résolution et une sensibilité sans précédent.

L'atmosphère de la Terre nous empêche d'observer le rayonnement infrarouge depuis le sol. Seules quelques fenêtres, notamment à 450 et 850 μm , permettent d'observer le submillimétrique mais l'atmosphère reste un handicap majeur empêchant l'obtention d'images de hautes résolutions et sensibilité. Pour contourner cet obstacle, les astronomes des années 1960 ont commencé à attacher des télescopes à de gros ballons afin de les faire s'élever dans l'atmosphère et éviter ainsi les effets d'absorptions du rayonnement infrarouge par celle-ci. Au début des années 70, les scientifiques ont attaché leurs télescopes non plus à des ballons, mais à bord de jets et de fusées et découvrirent ainsi plusieurs milliers de sources infrarouges. Cependant, aucun de ces télescopes ne pouvait complètement dépasser l'atmosphère terrestre et durant les années 70, les astronomes commencent à envisager de mettre un télescope infrarouge en orbite autour de la Terre.

Le premier télescope infrarouge à avoir été placé en orbite autour de la Terre est le télescope spatial IRAS (Infrared Astronomical Satellite, Neugebauer et al. 1984) lancé en janvier 1983 pour une mission de 10 mois. Ce satellite a révélé 96% du ciel à 12, 25, 60 et 100 μm et fut l'une des plus grandes missions spatiales en terme de découverte. En effet, malgré sa faible sensibilité et sa mauvaise résolution angulaire (de 30'' à 12 μm à 2' à 100 μm), IRAS permit de détecter des dizaines de milliers de sources infrarouges extragalactiques (Soifer et al. 1987) et des centaines de milliers d'autres émissions. De nouveaux types d'objets ont été révélés comme, par exemple, une nouvelle population de galaxies : les galaxies à flambées d'étoiles (starbursts). Trop obscurcis par la poussière en optique, ces sources ne peuvent être détectés qu'en infrarouge. Ainsi l'importance de la poussière dans l'étude de la formation et de l'évolution des galaxies devint évidente. La lumière provenant des étoiles est tellement absorbé par la poussière dans certaines galaxies qu'il devient indispensable d'étudier leur activité de formation d'étoiles à travers leur émission infrarouge.

Afin d'observer directement certaines des sources détectée par IRAS, l'ESA mit en orbite le satellite ISO (Infrared Space Observatory, Kessler et al. 1996) en novembre 1995. ISO effectue environ 30 000 observations pointées grâce à ses quatre instruments entre 2.5 et 240 μm . En 2003, la NASA envoie un satellite semblable à ISO, le télescope spatiale *Spitzer* (Werner et al. 2004) capable d'observer le rayonnement infrarouge entre 3 et 160 μm . Il s'agit d'une mission majeure, *Spitzer* a effectué 100 000 observations pointées jusqu'à aujourd'hui. En mai 2009, la réserve d'hélium liquide servant à le refroidir s'est

FIGURE 3.1 – L’observatoire spatial *Herschel*.

épuisée. C’est alors la fin de la phase “froide”, le photomètre MIPS (24, 70 et 160 μm) ne fonctionne alors plus, et seuls les deux premiers canaux de la caméra IRAC (3.6 et 4.5 μm) continuent d’observer. C’est le début de la phase “chaude”. Par la suite deux satellites infrarouge dont la stratégie d’observation est identique à celle d’IRAS (observation de tout le ciel) ont été lancés. Le premier est un instrument japonais, il s’agit du télescope AKARI (Murakami 2008) lancé en 2006 et observant entre 1.8 et 180 μm . Le deuxième est le télescope américain Wide field Infrared Survey Explorer (WISE, Wright et al. 2010) lancé en 2009 et observant à 3.3, 4.7, 12 et 23 μm .

Les télescopes infrarouges décrits précédemment n’observent cependant qu’en infrarouge lointain jusqu’à 240 μm . Pour le domaine submillimétrique, des instruments au sol comme SCUBA sur le James Clerk Maxwell Telescope (JCMT) permettent d’obtenir des mesures de flux à 450 μm et 850 μm . Cependant BLAST (Balloon-borne Large Aperture Submillimeter Telescope) permet d’observer à 250, 350 et 500 μm , mais avec une faible résolution. Il y a donc un besoin d’observations précises prises par un télescope en orbite permettant de combler la fenêtre submillimétrique. En effet, le pic d’émission de la poussière froide qui domine en masse se situe entre 100 et 200 μm pour les galaxies proches, et se voit décalé de plus en plus loin dans le submillimétrique au fur et à mesure que le redshift augmente. Pour contraindre l’émission de la poussière jusqu’à des redshifts éloignés, il est impératif d’avoir des observations dans ce domaine.

C’est ainsi que l’observatoire spatiale *Herschel* (Pilbratt et al. 2010) est lancé en Mai

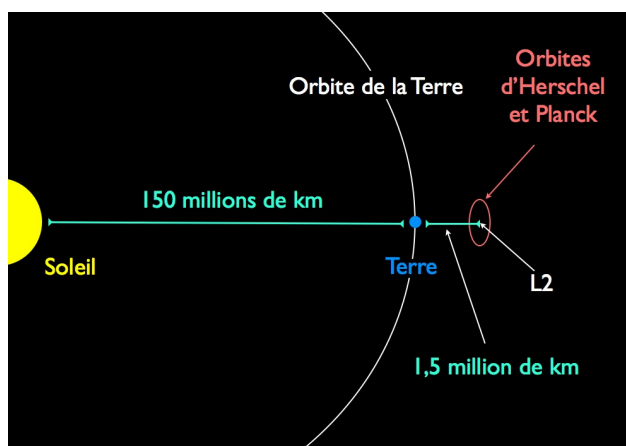


FIGURE 3.2 – Position du télescope *Herschel* au point de Lagrange L2, permettant ainsi de s’affranchir de toute contamination ou chauffage provenant du Soleil, de la Terre ou de la Lune.

2009 par l’ESA offrant une capacité d’observation en infrarouge lointain et en submillimétrique sans précédent entre 55 et 671 μm (Figure 3.1). *Herschel* est composé d’un télescope de type Cassegrain refroidi de 3.5 m de diamètre, en faisant ainsi le plus grand télescope spatial (Table 3.1). Afin de ne pas contaminer les observations par le rayonnement infrarouge et submillimétrique de la Terre, de la Lune et du Soleil, le télescope est en orbite autour du deuxième point de Lagrange (L2) du système Soleil-Terre-Lune. Ce point se situe à 1.5 millions de kilomètres de la Terre dans la direction opposée au Soleil (voir Figure 3.2). Il s’agit d’un point fictif, une des cinq solutions du problème à trois corps (Soleil - Terre - Lune) autour duquel *Herschel* parmi d’autres télescopes gravite. En plus du bouclier thermique, ce positionnement permet au satellite de ne pas être contaminé, ni chauffé, par l’émission provenant de ces trois corps. En effet, afin de pouvoir observer des photons de faible énergie, comme ceux de l’infrarouge lointain et du submillimétrique, il faut que *Herschel* et ses instruments sont refroidis à des températures de l’ordre de quelques Kelvin jusqu’à 0.3 K pour l’instrument PACS. On se sert pour cela d’un réservoir contenant de l’Hélium liquide qui, petit à petit, va s’évaporer et refroidir les instruments qui se trouvent dans le cryostat. Grâce l’Hélium liquide, il est possible de refroidir l’ensemble à 1.5 K. Pour des températures plus basses, il faut utiliser d’autres moyens technologiques. Cependant, cela a un inconvénient de taille à savoir la durée de vie limitée du satellite. Une fois les réserves du cryostat épuisées, le satellite sera trop chaud pour détecter les photons froids submillimétriques. Ainsi la mort d’*Herschel* est prévue pour le premier trimestre 2013.

Il y a trois instruments scientifiques à son bord 2 caméras et spectromètres à moyenne résolution (PACS et SPIRE, Poglitsch et al. 2010; Griffin et al. 2010) et un spectromètre hétérodyne à très haute résolution (HIFI, de Graauw et al. 2010). La Table 3.2 regroupe les caractéristiques techniques de ces trois instruments.

L’instrument HIFI a été conçu pour observer des transitions rotationnelles de molécules

TABLE 3.1 – Caractéristiques principales du télescope *Herschel* (Pilbratt et al. 2010).

Satellite	
Taille hauteur / profondeur	7.4 m / 4.0 m
Poids avec / sans hélium liquide	3400 kg / 2800 kg
Puissance électrique totale / des instruments	1200 W / 506 W
Taux de données scientifiques	130 kbps
Angle d'apparence du Soleil	60-110
Pointage absolu (68%)	$\approx 2''$
Télescope	
Taille du miroir primaire	3.5 m
Taille du miroir secondaire	30.8 cm
Nombre-f du système / primaire	8.70 / 0.5
Précision de polissage du miroir centre / bord	$4.8 \mu\text{m} / 5.5 \mu\text{m}$
Résolution angulaire	$\approx 7'' \times (\lambda_{\text{obs}} / 100 \mu\text{m})$
Température opérationnelle	$\approx 85 \text{ K}$

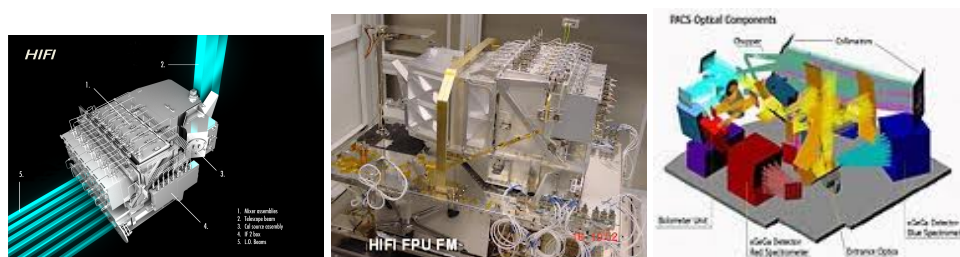


FIGURE 3.3 – L'instrument PACS.

TABLE 3.2 – Caractéristiques principales des instruments à bord d'*Herschel* (Pilbratt et al. 2010).

HIFI	spectromètre hétérodyne
Couverture en longueur d'onde	157-212 et 240-625 μm
Champ de vue	un pixel sur le ciel
Détecteurs	5×2 SIS & 2×2 HEB mixers
Spectromètres	auto-corrélateurs et acousto-optique
Puissance de résolution spectrale	typiquement 10^6
PACS	photomètre imageur à 2 bandes
Couverture en longueur d'onde	60-85 ou 85-130, 130-210 μm
Champ de vue	$0.5F\lambda$ échantillonné $1.75' \times 3.5'$
Détecteurs	matrices de 64×32 et 32×16 bolomètres
PACS	spectromètre intégral de champ
Couverture en longueur d'onde	55-210 μm
Champ de vue	5×5 pixels soit $47'' \times 47''$
Détecteurs	deux matrices de 25×16 Ge :Ga
Puissance de résolution spectrale	1000-4000
SPIRE	photomètre imageur à trois bandes
Longueurs d'onde ($\lambda/\Delta\lambda \approx 3$)	250, 350, 500 μm
Champ de vue	$2F\lambda$ échantillonné $4' \times 8'$
Détecteurs	matrices de 139, 88 et 43 bolomètres
SPIRE	spectromètre à transformée de Fourier
Couverture en longueur d'onde	194-324 et 316-671 μm
Champ de vue	$2F\lambda$ échantillonné circulairement avec un diamètre de $2.6'$
Détecteurs	matrices de 37 et 19 bolomètres
Puissance de résolution spectrale	370-1300 (haute) et 20-60 (basse)

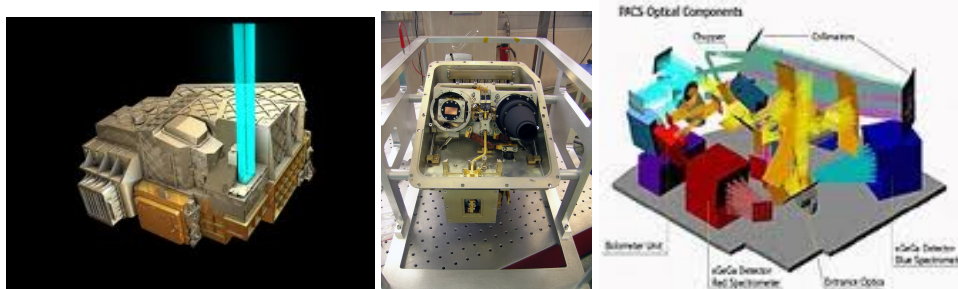


FIGURE 3.4 – L'instrument PACS.

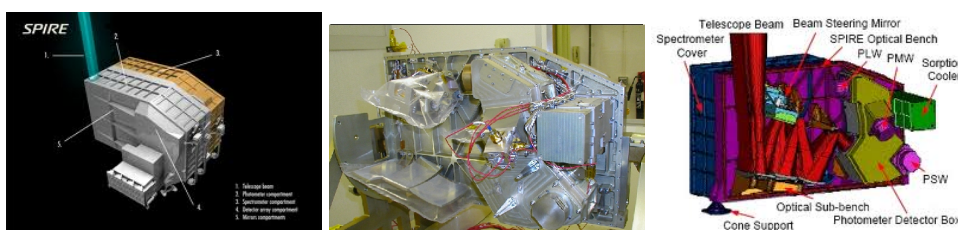


FIGURE 3.5 – L'instrument SPIRE.

(notamment l'eau) et d'atomes qui se produisent dans l'infrarouge lointain. Ce spectromètre fournit des données avec une très haute résolution spectrale ($\approx 10^6$) et une sensibilité qui ne sont pas atteignables à l'heure actuelle avec les instruments au sol. HIFI utilise la technique de la détection hétérodyne qui consiste à changer la fréquence du signal reçu afin que celui-ci soit par la suite manipulé (notamment amplifié) le plus efficacement possible par les éléments de la chaîne électronique.

PACS et SPIRE (Figure 3.4 et Figure 3.5) utilisent la nature particulière du photon pour le capter via son énergie, soit par des photoconducteurs, soit par des bolomètres. Dans leur conception, ces deux instruments sont similaires. Ils comportent tous les deux une caméra, munie de trois filtres à large bande passante. Grâce à des lames séparatrices, on mesure simultanément deux bandes pour PACS et trois bandes pour SPIRE. Dans les deux cas, la détection est assurée par un plan focal constitué de bolomètres. La caméra de PACS est le premier plan focal de bolomètres que l'on peut qualifier de caméra. Pour cet instrument, les bolomètres sont réalisés en série et disposés par matrices de 16×16 pixels. Chaque pixel est gravé dans une plaque de silicium. La séparation entre chaque pixel est de moins d' $1/10^{\text{ème}}$ de pixel ce qui permet un échantillonnage complet du plan focal. Ainsi le détecteur courte longueur d'onde de PACS constitue, avec ses 2048 pixels, la plus grande caméra de bolomètres disponible actuellement. L'imageur de SPIRE est constitué de 3 canaux centrés à 250, 350 et $500 \mu\text{m}$ utilisés de manière simultanée. Il comporte également un miroir mobile qui permet de moduler le signal, ainsi que des sources de calibrations. Le spectromètre est un interféromètre à transformée de Fourier, permettant de moduler la résolution spectrale en modifiant la longueur de la course du miroir séparateur. Il est

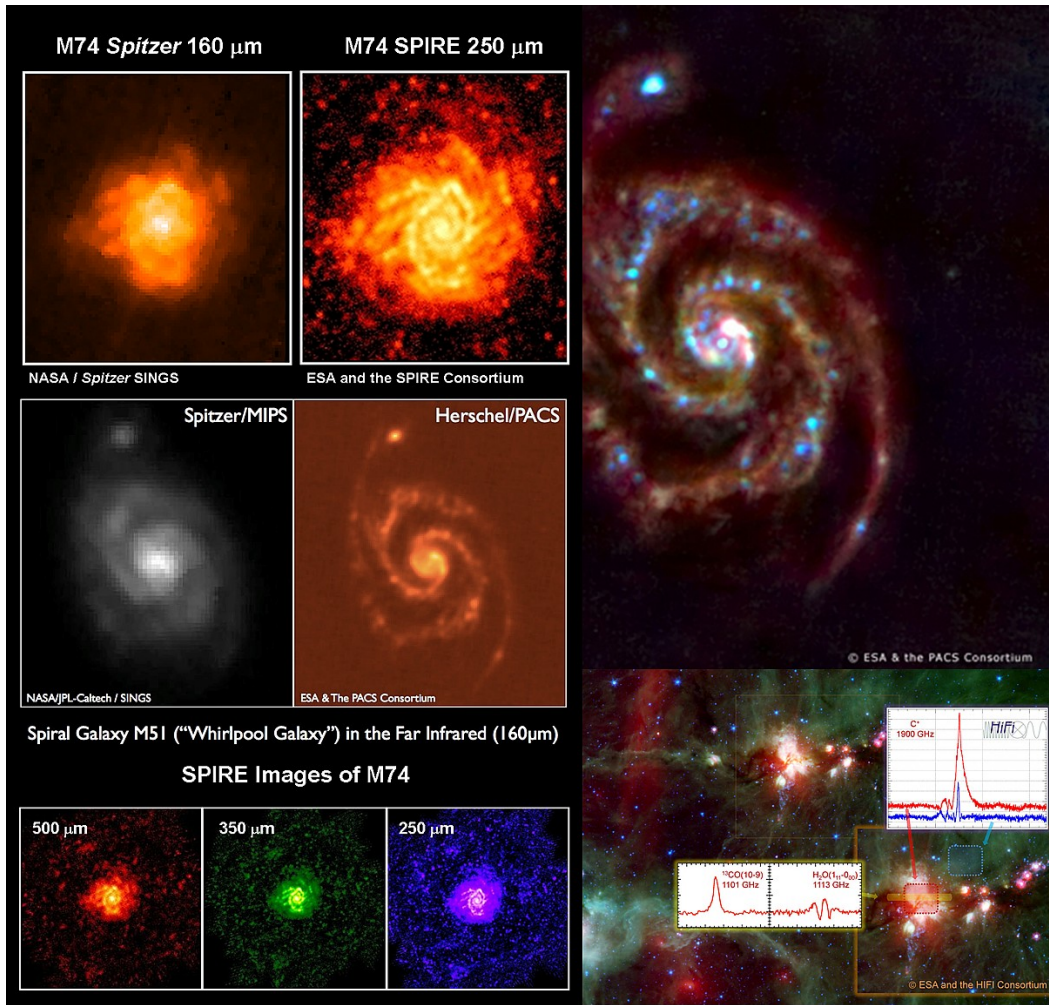


FIGURE 3.6 – Observations de M74 et de M 51 effectuées avec chaque instrument d’*Herschel* et comparées aux données provenant du télescope spatial *Spitzer*. Credit : NAOC

possible d’observer dans deux bandes, la première entre 200 et 350 μm , et la deuxième entre 350 et 650 μm . Tous les bolomètres sont refroidis à 300 mK.

Le Laboratoire d’Astrophysique de Marseille s’est vu impliqué dans la réalisation de l’instrument SPIRE. Cela a permis aux équipes scientifiques d’obtenir du temps d’observation garanti sur cet instrument et de s’impliquer dans les groupes internationaux d’exploitation des données SPIRE. Mon travail de thèse utilise les données du programme clé à temps garanti “*Herschel* Reference Survey”, un des quatre programmes du groupe “SPIRE Local Galaxies Working Group” (SAG2).

Le *Herschel* Reference Survey et le *Herschel* Virgo Cluster Survey

Sommaire

4.1	Le <i>Herschel</i> Reference Survey	34
4.1.1	Motivations scientifiques	34
4.1.2	Constitution de l'échantillon	35
4.2	Le <i>Herschel</i> Virgo Cluster Survey	39
4.2.1	Motivations scientifiques	39
4.2.2	L'amas de la Vierge	41
4.2.3	Le sondage HeViCS	41
4.2.4	Observations complémentaires de l'amas de la Vierge	41

Le sujet de ma thèse s'appuie sur les données de deux programmes clés d'*Herschel*. Le premier est le *Herschel* Reference Survey (HRS, [Boselli et al. 2010b](#)), programme clé à temps SPIRE garanti, faisant parti du groupe de programmes gérés par le SAG2. Le second est le *Herschel* Virgo Cluster Survey (HeViCS, [Davies et al. 2010](#)), programme clé à temps ouvert bénéficiant d'observations PACS et SPIRE de l'amas de la Vierge. Dans ce chapitre, je m'attache à décrire les questions scientifiques qui ont motivés les propositions de ses programmes, puisque c'est dans ces problématiques que s'inscrit mon travail de thèse. Puis je décrirai les programmes eux-mêmes ainsi que leur stratégie d'observation.

4.1 Le *Herschel* Reference Survey

4.1.1 Motivations scientifiques

Afin de contraindre les propriétés de la poussière froide, il est nécessaire de constituer un échantillon de galaxies représentatif de notre univers local. Statistiquement complet et bénéficiant d'un grand nombre de données photométriques et observationnelles complémentaires, cet échantillon permet de répondre aux problématiques scientifiques suivantes.

4.1.1.1 Propriétés de la poussière dans le milieu interstellaire

La poussière agit comme un catalyseur dans la formation de l'hydrogène moléculaire ([Hollenbach & Salpeter 1971](#); [Duley & Williams 1986](#)) et empêche le gaz moléculaire d'être dissocié par le champ diffus de radiation interstellaire ([Hollenbach & Tielens 1997](#)). Pour pouvoir comprendre la composition du MIS, ainsi que les mécanismes régissant son cycle d'évolution, il est nécessaire de caractériser précisément la poussière froide en posant des contraintes sur sa température, sa composition, et sa distribution géométrique afin de comprendre leur relation avec des paramètres physiques tels que la métallicité ou le champ de radiation interstellaire ([Boselli et al. 2004](#); [Galliano et al. 2008](#)). De plus, il est possible de déterminer la densité de colonne H_2 à partir de données submillimétriques en combinant la surface de brillance de la poussière, le rapport gaz-poussière et la densité de colonne HI

(Guelin et al. 1993, 1995; Neininger et al. 1996; Boselli et al. 2002). Une telle mesure permet de calibrer le fameux facteur de conversion $X(\text{CO})$.

La poussière joue également un rôle dans la formation stellaire en absorbant la lumière ultra-violette émise par les étoiles jeunes, permettant ainsi au gaz de refroidir et de se condenser (Draine 1978; Dwek 1986; Hollenbach & Tielens 1997). L'énergie absorbée en ultra-violet est réémise en infrarouge, faisant de la poussière un traceur de la formation stellaire. Cependant la relation entre la poussière froide et la formation stellaire n'est pas connue, les données submillimétriques d'*Herschel* sont indispensables pour approfondir ce point car elles permettent de sonder directement la poussière froide. De plus il est nécessaire d'avoir un échantillon contenant des galaxies bien résolues à ces longueurs d'ondes afin d'étudier cette relation au niveau de la galaxie.

4.1.1.2 Propriétés de la poussière selon le type de galaxie

Etant donné la grande diversité de galaxies observée dans l'univers locale, il est important de sonder tous les types morphologiques et de comparer les propriétés de la poussière (température, masse, distribution) le long de la séquence d'Hubble, ainsi qu'en fonction de la luminosité des galaxies. Il est donc nécessaire que l'échantillon contienne aussi bien des galaxies de type précoce (E, S0, S0/Sa), que des galaxies de types tardifs (Sa, Sb, Sc, Sd, Im, BCD, etc). Au delà de la connaissance commune qui veut que les galaxies de types précoces ne contiennent pas de poussières, des structures observées en optique indiquent que au moins 50% des elliptiques en contiennent (Ferrarese et al. 2006). Cependant, il n'est pas facile de détecter de si petites quantités de poussières. En effet, IRAS n'a détecté qu'environ 15% des elliptiques observées (Bregman et al. 1998). Avec la sensibilité d'*Herschel*, il est possible d'observer des masses de poussières aussi faibles que $10^4 M_{\odot}$.

4.1.1.3 Propriétés de la poussière d'un point de vue statistique

Avec un échantillon complet, suffisamment grand d'un point de vue statistique, il est possible d'établir les distributions de masse de poussière et de luminosité locales qui serviront de repères pour les sondages *Herschel* plus profonds. En sondant plusieurs environnements (galaxies de champs, galaxies d'amas), il nous est possible d'étudier les relations entre les galaxies elles-mêmes et le milieu intergalactique dans lequel elles se trouvent. En effet, il est maintenant bien connu que les galaxies spirales se trouvant dans des amas se caractérisent par une déficience en HI, et voient leur disque HI tronqué (eg. Cayatte et al. 1990), prouvant que l'environnement dans lequel elles se trouvent influe fortement sur leur milieu interstellaire. Il y a des preuves indiquant que de la poussière est arrachée par effets de marée dans les systèmes de galaxies en interaction (Thomas et al. 2002) ainsi que par pression dynamique pour les galaxies appartenant aux amas (Boselli & Gavazzi 2006). Cependant, il est aussi possible que la poussière soit éjectée des galaxies par pression de radiation (Davies et al. 1998; Meiksin 2009; Oppenheimer & Davé 2008). Cela pourrait expliquer la présence de grande quantité de métaux dans le milieu intergalactique (Ryan-Weber et al. 2006). La sensibilité d'*Herschel* nous permet de sonder la poussière au-delà du disque optique et de détecter d'éventuels courants de poussière froide.

4.1.2 Constitution de l'échantillon

La connaissance détaillée de la phénoménologie des galaxies à $z = 0$, qui représente l'état présent de l'évolution des galaxies, est de première importance pour contraindre les modèles d'évolution. Les observations des galaxies à haut redshift ont montré que leur masse est le paramètre principale qui déterminera leur évolution (Gavazzi et al. 1996a; Cowie et al. 1996; Boselli et al. 2001). Afin d'étudier les différents scenarii d'évolution des galaxies, il est nécessaire d'avoir un échantillon complet en masse et d'analyser les propriétés de chacune de ses galaxies en fonction de ce paramètre. Les observations en proche infrarouge sont dominées par l'émission des vieilles étoiles de la séquence principale ainsi que les géantes rouges (Bruzual A. & Charlot 1993). Cette population d'étoiles étant la plus nombreuse dans les galaxies de types tardifs, elle permet de tracer directement la masse dynamique de celles-ci (dans le rayon optique, Gavazzi et al. 1996a). En choisissant un ensemble de galaxies afin d'avoir une fonction de luminosité proche infrarouge complète, nous sommes donc assurés d'avoir un échantillon complet en masse.

C'est l'approche qui a été choisie pour constituer le *Herschel* Reference Survey (Figure 4.1), dont la description complète est présentée dans Boselli et al. (2010b). Je reprends ici brièvement les caractéristiques principales de sélection de l'échantillon.

Les galaxies du *Herschel* Reference Survey ont été sélectionnées afin de répondre à trois critères. Le premier est un critère sur la distance imposant une sélection limitée en volume. Les galaxies doivent se situer à distance telle que $15 \leq D \leq 25$ Mpc. Cette limitation permet de réduire les incertitudes sur les distances dues à des mouvements locaux particuliers, ainsi que d'assurer la présence de galaxies de faible luminosité telles que les galaxies naines, non visible à haut redshift. En appliquant une limite inférieure à la distance, les galaxies proches très étendues et donc très longues à observer sont éliminées.

Ensuite les galaxies ont été sectionnées selon leur luminosité en bande K afin d'obtenir un échantillon complet en masse stellaire. En effet, les magnitudes en bandes K permettent d'obtenir directement l'information sur la masse stellaire totale des galaxies (Gavazzi et al. 1996a). Etant données les études optiques sur l'extinction ainsi que les observations en infrarouge lointain à des longueurs d'ondes $\leq 200 \mu\text{m}$, on s'attend à ce que les galaxies de types tardifs contiennent beaucoup plus de poussières que les galaxies de types précoces (Sauvage & Thuan 1994). Deux magnitudes K limites (à partir des données 2MASS) ont donc été choisies pour sélectionner les galaxies : $K_{\text{mag}} \leq 12$ pour les galaxies spirales (Sa-Sd-Im-BCD) et $K_{\text{mag}} \leq 8.7$ pour les galaxies elliptiques (E-S0-S0a), en magnitudes Vega (Figure 4.1, Boselli et al. 2010b).

Enfin, afin de limiter la contamination due aux nuages de la Voie Lactée émettant en infrarouge lointain, les galaxies ont été choisies à hautes latitudes galactiques ($b > +55$ deg) et dans des régions de faible extinction galactique ($A_B < 0.2$; Schlegel et al. 1998).

La Figure 4.2 présente la répartition des galaxies du HRS dans le ciel. Certaines sont isolées et serviront de références pour l'étude des galaxies se trouvant dans des milieu très denses (voir Section 4.2.1), comme celles de l'amas de la Vierge (croix rouges et vertes). Au final, le HRS comprend 323¹ galaxies, 62 galaxies de types précoces et 261 galaxies de

1. Après Boselli et al. (2010b), HRS228 fut écartée car la mise à jour du redshift de cette galaxies sur NED indique qu'il s'agit d'une galaxie d'arrière plan ne satisfaisant pas le critère de distance, elle n'est donc pas à

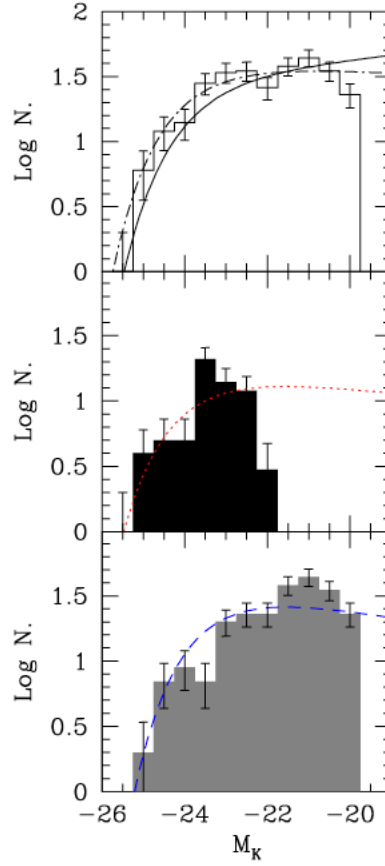


FIGURE 4.1 – Figure tirée de [Boselli et al. \(2010b\)](#). Distributions de luminosité en bande K pour toutes les galaxies du HRS (haut), pour les galaxies de types précoces (milieu) et pour les galaxies de types tardifs (bas). Les fonctions de luminosité K (2MASS) de [Kochanek et al. \(2001\)](#) (noire), et de [Cole et al. \(2001\)](#) (noire hachurée) sont également indiquées dans le cadran du haut. Sont aussi représentées, dans le cadran du milieu, la fonction de luminosité de [Kochanek et al. \(2001\)](#) pour les types précoces (rouge), et, dans le cadran du bas, la fonction de luminosité de [Kochanek et al. \(2001\)](#) pour les types tardifs (bleu).

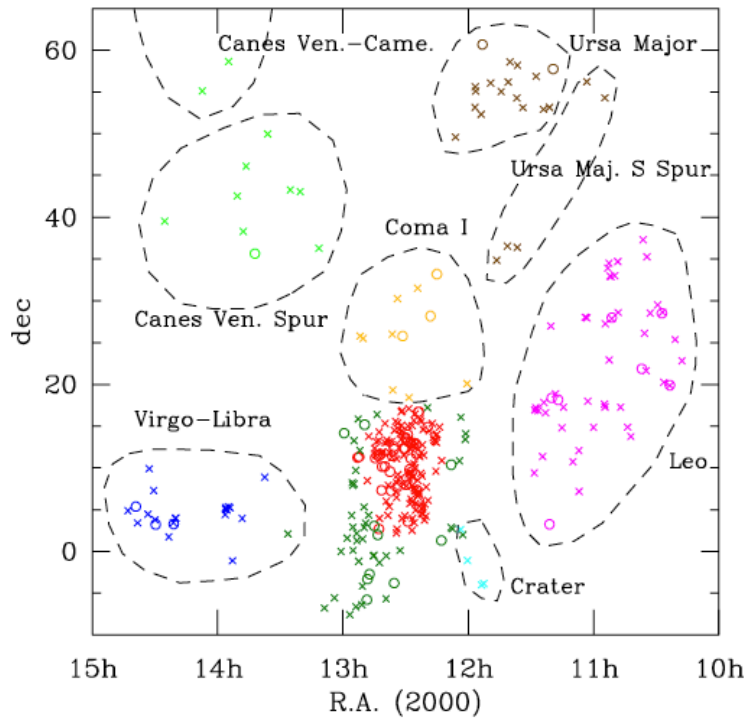


FIGURE 4.2 – Figure tirée de [Boselli et al. \(2010b\)](#). Répartition des galaxies du HRS pour les galaxies de types précoces (cercles) et les galaxies de types tardifs (croix). La concentration de galaxies au centre de la figure correspond à l'amas de la Vierge (en rouge et vert). Les symboles oranges sont pour le nuage Coma I, magenta pour le nuage du Lion, marron pour pour les nuages de la Grande Ours, cyan pour le nuage Crater, vert clair pour Canes Venatici Spur et Camelopardalis et enfin bleu pour les galaxies du nuage Virgo-Lybra.

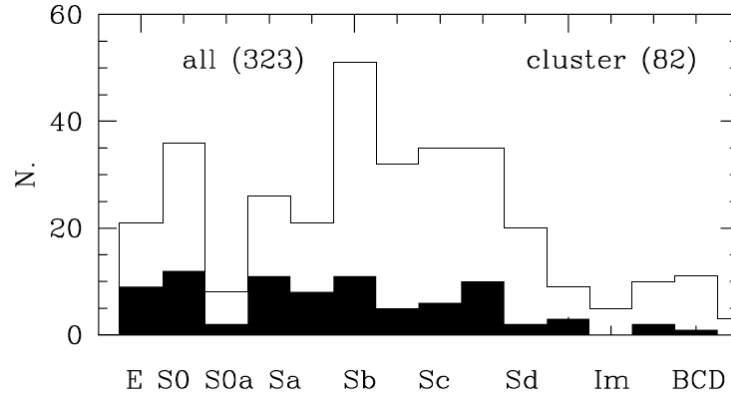


FIGURE 4.3 – Figure tirée de [Boselli et al. \(2010b\)](#). Distribution des galaxies du HRS selon le type morphologique pour toutes les galaxies (histogramme vide), et pour les galaxies d’amas (histogramme noir).

types tardifs. L’échantillon couvre tous les types morphologiques (Figure 4.3, [Boselli et al. 2010b](#)), et contient des galaxies isolées de champs tout comme des galaxies d’amas (82).

4.2 Le *Herschel* Virgo Cluster Survey

Environ 80 galaxies du HRS appartiennent à l’amas de la Vierge. Afin de ne pas doubler les observations d’*Herschel*, un accord a été passé entre le SAG2 et l’équipe du *Herschel* Virgo Cluster Survey (HeViCS, [Davies et al. 2012](#)) pour partager les données PACS et SPIRE pour ces galaxies.

4.2.1 Motivations scientifiques

L’observation et l’étude des amas de galaxies a permis de montrer que l’environnement dans lequel les galaxies se trouvent peut avoir un effet sur leurs propriétés ([Boselli & Gavazzi 2006](#)). L’environnement d’un amas de galaxies est très différent de celui des galaxies de champs beaucoup moins peuplé. Les galaxies proches de l’amas sont gravitationnellement attirées par lui et subissent de nombreuses interactions dans leur chute : interactions avec le champ potentiel gravitationnel de l’amas ([Merritt 1984](#)), avec le milieu intra-amas chaud ([Gunn & Gott 1972](#); [Cowie & Songaila 1977](#); [Abadi et al. 1999](#)), et dans certains cas des interactions entre les galaxies elle-mêmes ([Moore et al. 1996](#); [Mihos 2004](#)). La proximité avec d’autres galaxies et l’existence d’un milieu intergalactique entraînent une évolution des populations d’amas différente de celle de champs moins denses. Par exemple, la distribution de types morphologiques observée pour les galaxies d’amas diffère de celle des galaxies de champs ([Dressler 1980](#)), et beaucoup d’entre elles présentent une déficience en gaz atomique (voir Section 6.3.8, [Haynes et al. 1984](#)). Cette déficience est probablement responsable des taux de formations stellaires mesurés plus faibles qu’attendus ([Kennicutt](#)

prendre en compte dans les études associées à HRS.

& Kent 1983; Gavazzi et al. 1991; Lewis et al. 2002; Gómez et al. 2003), de la coupure observée sur les disques de formation stellaire (Boselli & Gavazzi 2006), et de la métallicité plus importantes relevée dans les galaxies d’amas (Skillman et al. 1996). Cependant, il n’est pas encore évident de savoir si les galaxies d’amas sont initialement différentes des galaxies de champs à cause du milieu dense dans lequel elles se trouvent, entraînant des morphologies différentes, ou si elles sont identiques aux galaxies de champs, mais que l’environnement à haute densité influe sur leur évolution.

La poussière est généralement associée au gaz, on s’attend alors à ce qu’une partie de la poussière puisse être arrachée aux galaxies spirales des amas, comme le gaz atomique, et ainsi contribuer à la pollution du milieu inter-amas. L’émission en infrarouge moyen (5-18 μm) par unité de masse des galaxies normales observées dans l’amas de la Vierge ne dépend pas de la distance au centre de l’amas (Boselli et al. 1998). Cela permet de conclure que les molécules de poussière émettant dans ce domaine ne sont pas sensibles aux effets d’environnement. Grâce aux données IRAS en infrarouge lointain (60-170 μm) d’un échantillon d’environ 200 galaxies réparties dans 7 amas, Bica & Giovanelli (1987) ont montré que l’émission infrarouge lointain de galaxies d’amas sélectionnées en optique est normale. Cependant, il existe un manque de galaxies brillantes ($L_{FIR} > 10^{11} L_{\odot}$) dans les amas, ainsi qu’une corrélation entre la température de la poussière et la déficience en HI pour ces galaxies (les objets déficients ont une température de poussière plus basse, Doyon & Joseph 1989). Gavazzi et al. (1998) montrent que la fonction de luminosité des galaxies isolées, et celle des galaxies d’amas sont identiques, sauf en ce qui concerne le manque d’objets ayant un rapport infrarouge lointain sur optique très grands, comme l’avaient montré Bica & Giovanelli (1987). Le manque de données homogènes entre 100 μm et 1 mm pour les galaxies d’amas et les galaxies isolées nous empêchent d’étudier de la même façon les effets de l’environnement sur la poussière froide. Grâce à la fenêtre sur le submillimétrique ouverte par *Herschel*, une telle étude sera maintenant possible.

Plus précisément, les premiers objectifs scientifiques qu’un relevé en infrarouge lointain et submillimétrique avec *Herschel* pourrait permettre d’atteindre sont les suivants :

Détection et caractérisation du milieu intra-amas : Des observations profondes en optique ont permis de mettre en évidence des courants de marées complexes reliant les galaxies centrales de l’amas de la Vierge (M 87, M 86 et M 84). Cette émission optique diffuse prouve que d’étoiles sont arrachées à leur galaxie hôte par effet de marée subit par celle-ci ou par interactions avec d’autres galaxies de l’amas (Mihos et al. 2005). De la même façon, à 21 cm, Chung et al. (2007) et Gavazzi et al. (2008) observe des courants de gaz HI entre les galaxies, dans le milieu intra-amas. On s’attend alors à ce que la poussière, constituant important du MIS, soit aussi détectée dans ce milieu. Grâce à sa résolution et à sa sensibilité, *Herschel* nous permettra de savoir si, comme le gaz et les étoiles, la poussière des galaxies tombant dans l’amas est arrachée et dispersée dans le milieu intra-amas.

Mesures de la poussière froide étendue aux bords externes des galaxies : Il est maintenant bien établi qu’au fur et à mesure qu’une galaxie spirale évolue dans le milieu intra-

amas, elle voit sont contenu en gaz atomique arraché par la pression dynamique donnant lieu à des galaxies spirales aux disques tronqués (Giovanelli & Haynes 1985). Cependant il n'est pas encore connu si tous les composants du milieu interstellaire, et donc la poussière, subissent cet effet.

Construction de la fonction de luminosité de l'amas en infrarouge lointain et submillimétrique : Le lien entre la poussière et la formation d'étoiles est confirmé par l'étroite relation liant l'émission infrarouge ($< 100 \mu\text{m}$) et le taux de formation stellaire mesuré par d'autres méthodes (Calzetti et al. 2010). A des longueurs d'ondes plus grandes, l'émission de la poussière est probablement associée à une composante plus étendue et plus froide distribuée sur toute la galaxie (Bendo et al. 2010). Comparer les fonctions de luminosité à différentes bandes infrarouges revient à évaluer l'importance relative de la poussière associée à la formation stellaire, concentrée dans des régions de formations, et la composante froide étendue sur tout la galaxie.

Construction de la fonction de masse de la poussière : Devereux & Young (1990) ont montré que lorsque la masse de poussière des galaxies est mesurée seulement à partir de données en infrarouge moyen et lointain (jusqu'à environ $170 \mu\text{m}$), cela résulte dans un rapport gaz sur poussière 10 fois supérieur à celui de la Voie Lactée, montrant qu'environ 90% de la poussière est trop froide pour émettre à ces longueurs d'onde. Les données SPIRE permettront de contraindre cette masse de la poussière cachée.

Etude de la poussière dans les galaxies elliptiques : Bien que l'on pensait les galaxies de types précoces dénuées de poussières, des études d'absorptions en optique ont mis en évidence qu'environ 50% de ces galaxies en contiennent (Goudfrooij et al. 1994; van Dokkum & Franx 1995; Tran et al. 2001; Ferrarese et al. 2006). Il est important de caractériser leur masse, température et composition pour comprendre les processus en jeu au sein du milieu interstellaire des galaxies elliptiques. Les galaxies elliptiques naines ($M_B > -18$) sont les objets les plus communs dans l'univers proche (Ferguson & Binggeli 1994). On pensait à l'origine qu'elles constituaient la partie à faible luminosité de la famille des galaxies elliptiques, mais ces galaxies constitueraient une classe à part en elles-même, et seraient les vestiges de galaxies spirales, ou du type des nuages de Magellan, dont l'environnement hostile aurait arraché le gaz, éteignant ainsi leur formation stellaire. Elles représentent les briques de la formation hiérarchique des galaxies dans les modèles de matière noire froide (White & Rees 1978; White & Frenk 1991). Leur étude est donc fondamentale pour contraindre les modèles de formation des galaxies. Cependant, étant donné leur très faible luminosité, elles sont difficilement observables pour les télescopes au sol, et seules les galaxies naines proches peuvent être détectées. Grâce à la sensibilité d'*Herschel*, leurs caractéristiques vont pouvoir être contraintes.

4.2.2 L'amas de la Vierge

L'amas de la Vierge est probablement l'amas de galaxies le plus étudié grâce à sa proximité (16.5 Mpc, Mei et al. 2007). Avec une vitesse moyenne d'environ 1094 km s^{-1}

(Binggeli et al. 1987), il s'étend sur environ $100^{\circ 2}$ du ciel. C'est un amas de Classe I en richesse dans la classification d'Abell, avec environ 2000 galaxies cataloguées en optique (Virgo Cluster Catalogue, VCC, Binggeli et al. 1985). La masse virielle de l'amas de la Vierge est d'environ $2.7 \times 10^{14} M_{\odot}$ (Zhao et al. 1992). Il forme le coeur du super-amas de la Vierge dont le groupe Local fait partie. Les galaxies spirales de l'amas sont distribuées sur un filament étendu oblong, environ 4 fois plus long que large, s'étirant le long de la ligne de visée partant de la Voie Lactée (Fukugita et al. 1993). Les galaxies elliptiques sont elles concentrées au centre. L'amas résulte de la combinaison de trois sous-structures centrées sur M 87, M 86 et M 49. La sous-structure centrée sur M 87 domine les deux autres avec une masse d'environ $10^{14} M_{\odot}$, 10 fois supérieure aux deux autres sous-structures (Binggeli 1999).

4.2.3 Le sondage HeViCS

Afin de tenter de répondre à ces problématiques, le programme HeViCS a été proposé afin d'observer en infrarouge lointain et en submillimétrique l'amas de la Vierge.

Herschel permet d'observer de grands champs, et possède une résolution spatiale suffisante pour détecter des régions où l'émission de la poussière froide est dominante.

HeViCS est un programme clé à temps ouvert d'*Herschel*, 286 h de temps d'observations en mode parallèle avec PACS (100 et 160 μm) et SPIRE (250, 350 et 500 μm) ont été allouées au programme. Quatre champs de $4^{\circ} \times 4^{\circ}$ sont observés jusqu'à la limite de confusion à 250 μm , environ 1 MJy sr^{-1} (Figure 4.4). Etant donné la distance à laquelle se trouve l'amas de la Vierge, une galaxie ayant un diamètre de 50 kpc soutient un angle de $10''$. Grâce à la résolution d'*Herschel*, de l'ordre de $10''$, il est ainsi possible d'observer de fines structures et d'étudier en détails les propriétés infrarouges de ces galaxies.

4.2.4 Observations complémentaires de l'amas de la Vierge

Grâce à sa proximité, et à la concentration des galaxies les plus brillantes dans environ $100^{\circ 2}$, l'amas de la Vierge a déjà été observé en détails dans un grand nombre de domaines du spectre électromagnétique. Par exemple, trois grands sondages récents, ont permis d'observer de grandes régions de l'amas :

4.2.4.1 Ultraviolet

Environ $120^{\circ 2}$ de l'amas de la Vierge ont été observés par GALEX dans la bande NUV à 2316 Å (et $40^{\circ 2}$ dans la bande FUV à 1539 Å) dans le cadre du programme GUVICS² (Boselli et al. 2011a). Ces données permettent, entre autres, de construire la fonction de luminosité d'un amas proche jusqu'à $M_{UV} = -10$ (Boselli et al. 2011a, Voyer et al. en préparation), permettant ainsi de prendre en compte aussi bien les galaxies au repos que les galaxies subissant un épisode de formation d'étoiles jusqu'aux galaxies naines. Les observations ultraviolet sont indispensables à la construction des SED, de l'ultraviolet au submillimétrique, corrigées de l'extinction, ce qui donnera des contraintes sur l'évolution

2. <http://galex.oamp.fr/guvics/>

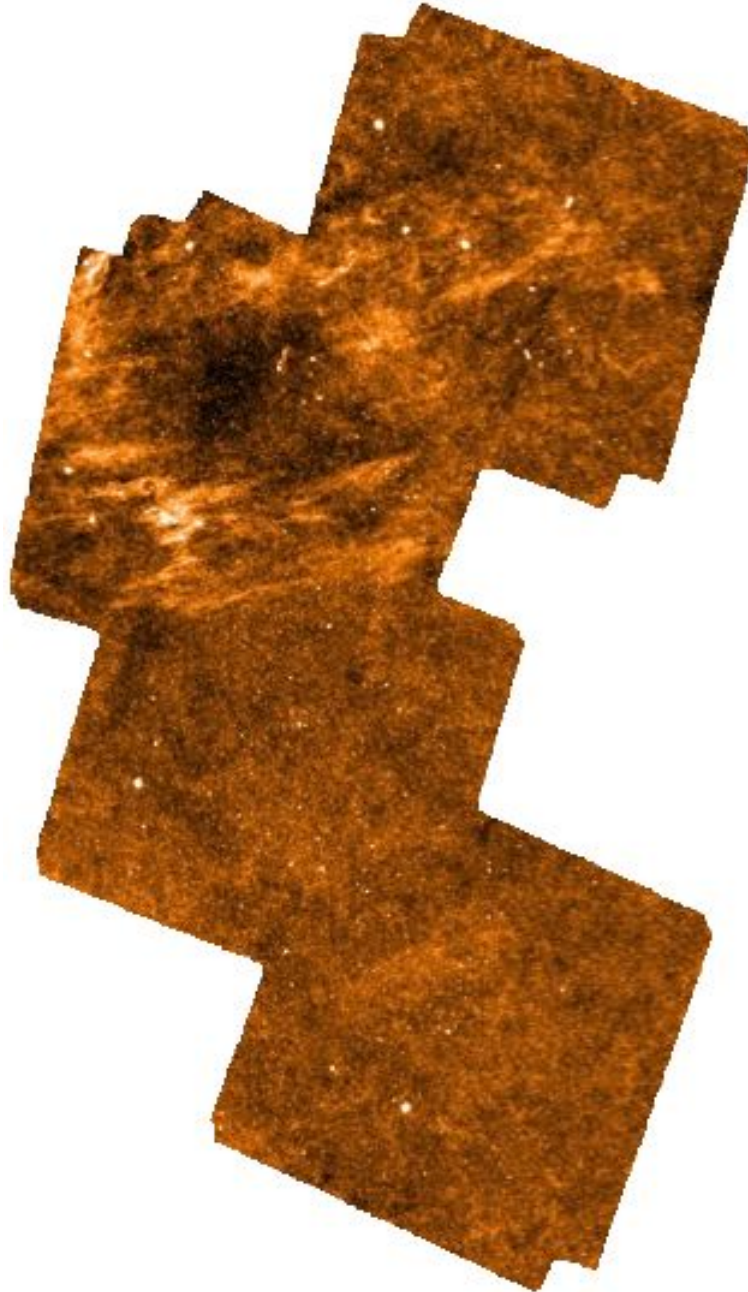


FIGURE 4.4 – Figure tirée de [Davies et al. \(2012\)](#). Les quatre champs HeViCS couvrant une surface totale de $64^{\circ 2}$ à $250\ \mu\text{m}$. Les galaxies les plus brillantes sont visibles (points blancs), les trainées correspondent aux cirrus galactiques.

des galaxies dans un amas. Les dernières observations ont été effectuées durant l'été 2010. A ce moment là, le détecteur FUV était officiellement éteint. La totalité des observations NUV a été effectuée, et seulement 40% pour les données FUV. L'amas de la Vierge ($12h < RA < 13h$; $0^\circ < Dec < 20^\circ$) est sondée avec 123 champs FUV et 237 champs NUV pointés.

4.2.4.2 Optique

Le Next Generation Virgo Survey³ (NGVS, [Ferrarese et al. 2012](#)) couvre 104° de l'amas de la Vierge en optique, dans les bandes *ugriz* avec MegaPrime sur le CFHT (140 nuits d'observations). Les observations sont faites à une profondeur en *g* d'environ 25.7 mag correspondant à une brillance de surface d'environ 29 mag arcsec⁻². Les motivations scientifiques de ce sondage sont de contraindre la partie de faible luminosité de la fonction de luminosité des galaxies, l'étude de la population intra-amas, et enfin la caractérisation des relations d'échelle des galaxies en offrant une vue de la matière baryonique sur sept ordres de grandeurs en masse. Seules les données en bande *g* sont à ce jour complètes.

4.2.4.3 HI

Le Arecibo Legacy Fast ALFA survey⁴ (ALFALFA) est un sondage HI couvrant 7000° avec une résolution spectrale de 5 km s^{-1} , jusqu'à une sensibilité limite de 2.4 mJy, correspondant à environ $10^{-7.5} M_\odot$ à la distance de l'amas de la Vierge ([Giovanelli et al. 2005](#)). Ce sondage a déjà observé la totalité de l'amas de la Vierge et permet d'étudier la dynamique des galaxies dans les super-amas proches, de mesurer les diamètres HI des galaxies, la fonction de masse HI, et de rechercher des trainées HI résultants des effets de marées ainsi que des sources absorbant l'émission HI. [Haynes et al. \(2011\)](#) présente un premier catalogue appelé $\alpha.40$ rassemblant les mesures HI des galaxies observées sur environ 2800° . Ils annoncent une densité moyenne de $5.3 \text{ galaxies deg}^{-2}$, soit 29 fois plus que le dernier grand sondage HI Parkes All-Sky Survey (HIPASS ; [Barnes et al. 2001](#)).

La superposition des champs d'observations de GUViCS, NGVS, HeViCS et ALFALFA sont représentés sur la Figure 4.5.

Grâce à HRS et à HeViCS, j'ai accès aux premières données submillimétriques d'un échantillon de 323 galaxies complet en masse mais aux caractéristiques physiques, morphologiques, et environnementales différentes. Pour pouvoir étudier ces propriétés, nous avons décidé d'orienter mon travail de thèse dans l'étude des distributions spectrales d'énergie de ces objets. Ainsi en caractérisant la poussière grâce à *Herschel*, je pourrai remonter à l'étude d'un grand nombre de propriétés liés à d'autres domaines du spectres, et donc à d'autres processus régissant l'évolution des galaxies. Pour cela, il faut rassembler

3. https://www.astrosci.ca/NGVS/The_Next_Generation_Virgo_Cluster_Survey/Home.html

4. <http://egg.astro.cornell.edu/index.php/>

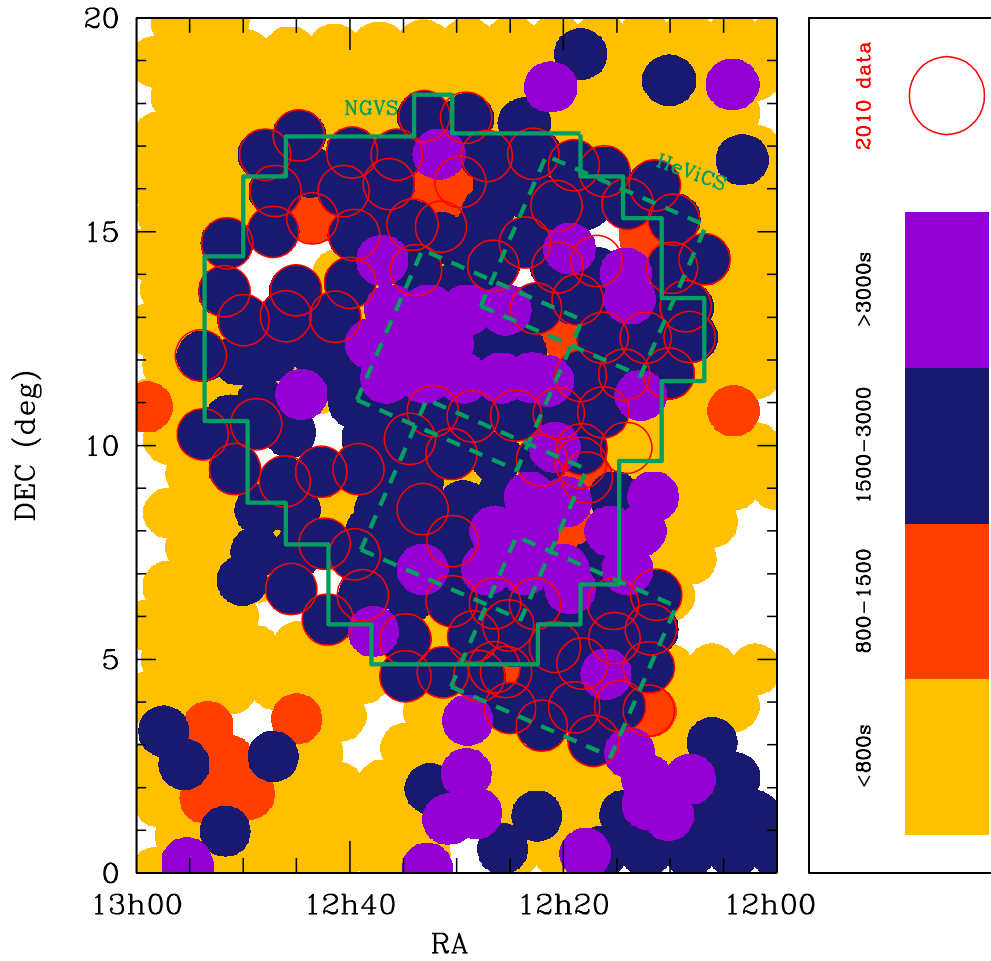


FIGURE 4.5 – Figure tirée de [Boselli et al. \(2011a\)](#). Répartition des champs d’observations des programmes GUViCS (NUV), NGVS, HeViCS et ALFALFA. Les cercles d’un degré de diamètre correspondent aux pointages de GALEX (la couleur indique le temps d’exposition), les lignes vertes correspondent aux champs couverts par NGVS, et les lignes en tirets indiquent les quatre champs HeViCS.

un maximum de données multi-fréquentielles, et de paramètres physiques observationnelles sur ces 323 galaxies. Dans le chapitre suivant, je présente l'extraction des densités de flux SPIRE des galaxies du HRS. Ensuite, j'exposerai dans un chapitre la collecte des données complémentaires indispensables aux données SPIRE pour effectuer mon travail de thèse.

Photométrie des images SPIRE du *Herschel* Reference Survey

Sommaire

5.1	Quelle méthode pour extraire les flux ?	47
5.2	Estimation des erreurs	49
5.3	Ciesla et al. (2012) : Photométrie du <i>Herschel</i> Reference Survey	51

Lorsque les observations des galaxies du HRS ont été disponibles, un partage des tâches a été effectué au sein du SAG2. Les groupes de Cardiff¹ et de Saclay² se sont vus attribuer la responsabilité de la réduction des images afin de les rendre scientifiquement exploitables. A Marseille, nous nous sommes engagés sur l'extraction des flux des sources étendues, en collaboration avec l'Imperial College of London³ qui s'occupait de développer une technique adaptée aux sources ponctuelles. En effet, les pipelines développées pour le traitement des données d'*Herschel* ne sont pas optimisées pour les données que le SAG2 doit traiter, à savoir des galaxies étendues ou ponctuelles, dont la morphologie varient d'une galaxie à l'autre (notamment pour les galaxies en interaction).

La procédure d'extraction des flux, la méthode de calcul des erreurs, et la comparaison de la photométrie du HRS avec d'autres travaux *Herschel* sont entièrement décrits dans Ciesla et al. (2012). En introduction à cet article, je détaille les problématiques et raisonnements qui ont permis le choix des méthodes d'extraction des flux et d'estimation des erreurs, qui se sont avérées être les plus appropriées aux images SPIRE.

5.1 Quelle méthode pour extraire les flux ?

Lorsque les images HRS ont été réduites, un petit groupe a été constitué au sein des membres du HRS afin d'effectuer les premiers tests de photométrie et déterminer les meilleures méthodes à appliquer. Pour commencer, une liste de galaxies aux caractéristiques très différentes a été établie comprenant : les spirales M 100 et NGC 4532 comme exemple de galaxies "normales". L'elliptique M 86 a été sélectionnée pour être une galaxie étendue avec un profil submillimétrique très différent de l'optique. Il se trouve que l'émission infrarouge de cette galaxie est très faible et très étendue, alors qu'en optique

1. <http://www.astro.cf.ac.uk/>

2. <http://irfu.cea.fr/Sap/>

3. <http://www3.imperial.ac.uk/astrophysics>

elle est très brillante, surtout au centre. CGCG 124-041 et NGC 4119 sont des galaxies dont l'émission dans les bandes SPIRE est quasi ponctuelle, par opposition à M 100 et NGC 4532. Etant donné que la taille des cartes SPIRE dépend de la taille de la galaxie observée, UGC 7802 est choisi pour tester l'influence de la taille de l'image sur la mesure des flux. Enfin, pour comparer les résultats de ce test avec une des références de calibration de SPIRE, nous effectuerons aussi la photométrie de la source ponctuelle Gamma Draconis. Chacun de notre côté, nous avons utilisé la méthode d'extraction des flux de notre choix. J'ai effectué la photométrie en utilisant la tâche QPHOT d'IRAF qui extrait les flux dans des ouvertures circulaires, et estime l'émission du fond du ciel dans un anneau dont on choisit les coordonnées. Cette tâche n'est pas un outil précis mais permet d'obtenir une bonne estimation de densités de flux rapidement. Les autres membres du groupe ont aussi effectué une photométrie d'ouverture choisissant des régions différentes (ellipses, cercles, boîtes, etc).

Ces différents tests effectués indépendamment ont permis d'établir les conclusions suivantes. Dans les cas de M 100 et NGC 4532 (galaxies spirales normales brillantes), les mesures sont en accord à 2-5%. Cette légère différence est due aux différentes régions utilisées pour estimer le fond du ciel. Deux observations SPIRE de M 100 étaient disponibles, et la différence de densités de flux entre les différentes mesures est du même ordre de grandeur que celle déjà observée entre les densités de flux de M 100 et NGC 4532. Lorsqu'il s'agit de galaxies dont l'émission est plus faible mais résolue, M 86 et UGC 7802, la différence entre les mesures augmentent et atteint les 10-15%. Cela est dû à l'importance que prend l'estimation de l'émission du fond du ciel qui peut varier énormément selon où les régions sont placées. Pour les galaxies non résolues, ponctuelles, la différence entre les mesures atteint les 20-50%. Les résultats de ce test montrent que les émissions submillimétriques des galaxies du HRS peuvent varier énormément d'une galaxie à l'autre, par la taille de l'émission (très étendue, quasi-ponctuelle, ponctuelle), par son intensité, et par sa morphologie. Cela implique de trouver la meilleure méthode à adopter dans chacun des cas décrits ci-dessus.

L'émission submillimétrique des galaxies de types tardifs semble plus étendue que leur émission optique, alors que l'émission submillimétrique des galaxies de types précoces est beaucoup plus compacte que leur émission optique. Ainsi, j'ai tracé les courbes de croissance des émissions submillimétriques de chaque galaxie et ai déduit que pour les galaxies spirales, 1.4 rayon optique suffit à prendre en compte tout le flux provenant de ces sources. Pour les galaxies de types précoces, 0.3 et 0.8 fois le rayon optique ont été choisis pour les galaxies elliptiques et lenticulaires réciproquement. Les tests aboutissant à ces résultats sont décrits dans [Ciesla et al. \(2012\)](#). Plusieurs autres problèmes nous empêchent d'effectuer une photométrie "automatique" des 323 galaxies du HRS. En effet, la configuration de la galaxie (de face, vue par la tranche, en interaction, etc) nous impose de trouver l'ouverture prenant en compte la totalité du flux émis, sans pour autant être contaminé par des sources d'arrière-plan. Pour cela, nous avons opté pour des ellipses, adaptées à chacune des galaxies du HRS. Il en est de même pour les régions où l'émission du fond du ciel est estimée.

Les motivations, les choix et les descriptions de chaque méthode utilisée pour les

différents cas de galaxies sont décrites intensivement dans (Ciesla et al. 2012, voir Section 5.3).

5.2 Estimation des erreurs

Afin de déterminer au mieux une méthode d'estimation des erreurs pour les sources étendues, nous nous basons sur la formule utilisée par Boselli et al. (2003) comme point de départ. Cette formule est utilisée pour des données optiques dont les caractéristiques diffèrent des images d'*Herschel* principalement en ce qui concerne le fond du ciel. En effet, dans le cas de nos images HRS, les temps d'observations ont été choisis afin d'atteindre la limite de confusion, ayant pour conséquence la contribution d'un grand nombre de sources de fond.

Boselli et al. (2003) considèrent deux sources d'erreurs. La première correspond à la correction de grandes structures du ciel qui peuvent affecter la région où l'émission du fond du ciel est estimée. Dans le cas des images *Herschel*, il s'agit de cirrus galactiques, de grandes trainées de poussières appartenant à la Voie Lactée et qui contaminent nos images (Figure 5.1). Ces structures en deux dimensions ont généralement une taille angulaire supérieure à celle des galaxies observées. Pour les sources étendues, cette erreur domine par rapport au bruit statistique de l'image. On la quantifie par l'expression :

$$err_{sky} = N_{pix}\sigma_{sky} \quad (5.1)$$

où N_{pix} est le nombre de pixels dans l'ouverture utilisée pour l'extraction du flux de la galaxie et σ_{sky} est l'incertitude sur l'estimation du ciel. Il ne s'agit pas d'une erreur statistique affectant différemment chaque pixel, une variation de 1σ de cette erreur affectera en même temps tous les pixels des ouvertures. C'est pourquoi σ_{sky} est multiplié par N_{pix} et non $\sqrt{N_{pix}}$.

Pour les galaxies ponctuelles, quasiment ponctuelles, ou faibles, le bruit instrumental peut être dominant par rapport à l'erreur due aux grandes structures du ciel. On quantifie ce bruit par l'équation :

$$err_{pix} = \sqrt{N_{pix}}\sigma_{pix} \quad (5.2)$$

où σ_{pix} est l'incertitude sur le bruit des photons du ciel. Ainsi l'erreur totale sur l'estimation du flux d'une galaxie est donc :

$$err_{totale} = \sqrt{err_{sky}^2 + err_{pix}^2} \quad (5.3)$$

Cette équation et les variables qui la composent nous servent de base que nous modifions afin de l'adapter aux images SPIRE.

En effet, comme expliqué auparavant, les images HRS atteignent la limite de confusion. Il en résulte que les images contiennent énormément de sources d'arrière plan qui contribuent au flux de la galaxie et augmente l'incertitude sur la mesure. Ces sources du fond du ciel et les cirrus galactiques constituent les deux problèmes majeurs dont il faut tenir compte pour la mesure des erreurs sur les flux (voir Figure 5.2).

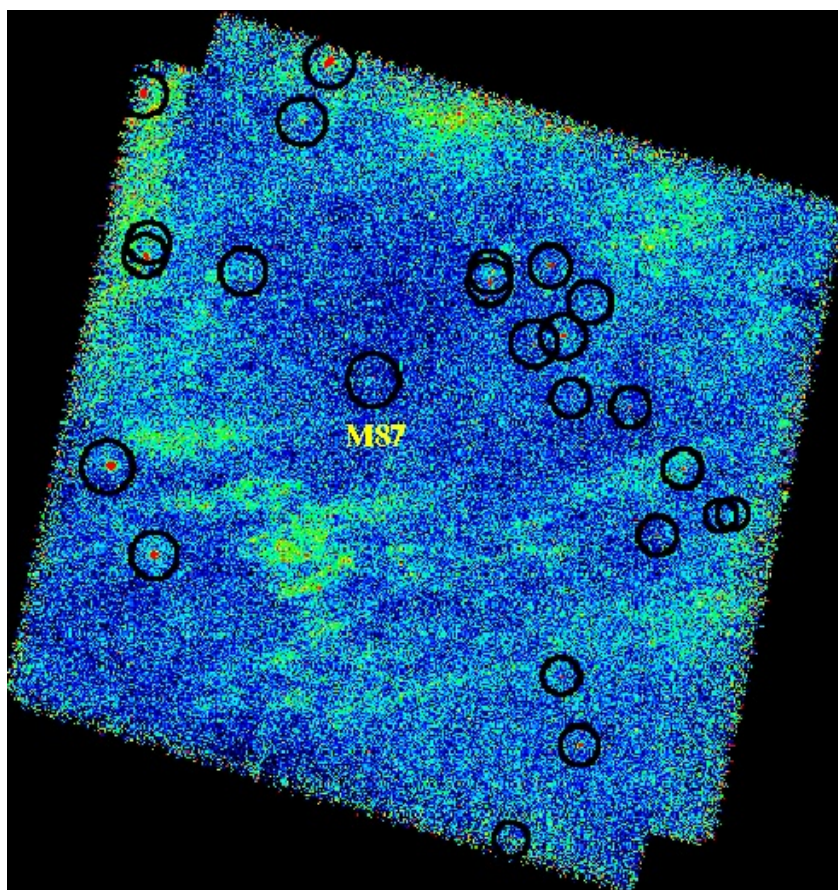


FIGURE 5.1 – Figure tirée de [Davies et al. \(2010\)](#). Image à 250 μm du champs ($4^\circ \times 4^\circ$) HeViCS de la Phase de Démonstration Scientifique. Les cercles correspondent aux galaxies dont le flux à 500 μm est supérieur à 0.2 Jy. Les trainées vertes sont les cirrus galactiques polluant l'image, qui ajoutent une source d'erreur dans l'estimation de l'émission du fond du ciel.

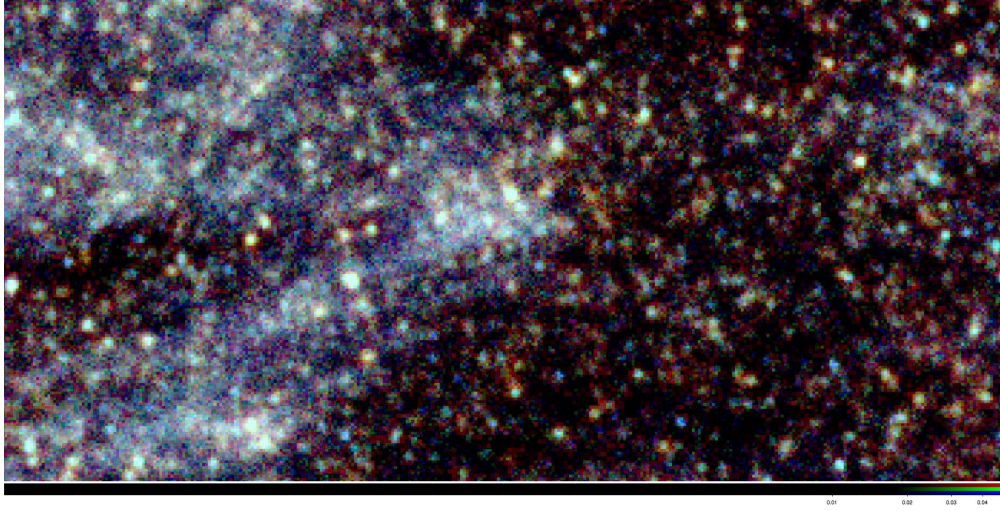


FIGURE 5.2 – Image RGB (250 μm : bleu, 350 μm : vert, 500 μm : rouge) d’une région de l’amas de la Vierge à partir des données HeViCS. Les trainées bleues correspondent aux cirrus galactiques dont l’émission est considérée comme locale. Les points rouges sont des sources d’arrière plans à des distances plus grandes que les galaxies du HRS.

Le bruit pixel par pixel nécessite une adaptation car il faut considérer d’une part l’erreur instrumentale et d’autre part l’erreur due à la confusion. L’erreur instrumentale est l’incertitude due à la sensibilité de l’instrument, il est indépendant pixel à pixel. L’erreur de confusion est l’incertitude due aux sources d’arrière plan qui sont faibles et généralement ponctuelles, et qui peuvent contribuer au flux extrait dans l’ouverture. Prendre en compte l’erreur de confusion est un peu plus compliqué car ce bruit n’est pas indépendant pixel par pixel, il est corrélé. Cela est dû au fait que le beam de SPIRE est plus grand que la taille d’un pixel (à 250 μm , la largeur à mi-hauteur du beam est de 18.2'' alors que la taille du pixel vaut 6''). Par conséquent, si on mesure l’écart-type d’un groupe de pixel, σ , et que l’on suppose que l’erreur sur le flux dans l’ouverture est $\sqrt{N_{pix}}\sigma$, comme lorsque l’on utilise une CCD, alors on sous-estime l’erreur car le σ que l’on mesure est en partie du bruit instrumentale, en partie du bruit de confusion. On doit alors calculer leur effet séparément.

En conclusion, les erreurs photométriques sur les densités de flux des sources étendues du HRS sont calculées comme suit, chaque terme est entièrement décrit dans l’article (Ciesla et al. 2012, voir Section 5.3).

$$err_{tot} = \sqrt{err_{inst}^2 + err_{conf}^2 + err_{sky}^2} \quad (5.4)$$

5.3 Ciesla et al. (2012) : Photométrie du *Herschel* Reference Survey

Submillimetre Photometry of 323 Nearby Galaxies from the *Herschel*[★] Reference Survey.

L. Ciesla¹, A. Boselli¹, M. W. L. Smith², G. J. Bendo³, L. Cortese⁴, S. Eales², S. Bianchi⁵, M. Boquien¹, V. Buat¹, J. Davies², M. Pohlen², S. Zibetti^{5,6}, M. Baes⁷, A. Cooray^{8,9}, I. de Looze⁷, S. di Serego Alighieri⁵, M. Galametz¹⁰, H. L. Gomez², V. Lebouteiller¹¹, S. C. Madden¹¹, C. Pappalardo⁵, A. Remy¹¹, L. Spinoglio¹², M. Vaccari^{13,14}, R. Auld², D. L. Clements¹⁵.

- ¹ Laboratoire d'Astrophysique de Marseille - LAM, Université d'Aix-Marseille & CNRS, UMR7326, 38 rue F. Joliot-Curie, 13388 Marseille Cedex 13, France
² School of Physics and Astronomy, Cardiff University, Queens Buildings The Parade, Cardiff CF24 3AA, UK
³ UK ALMA Regional Centre Node, Jodrell Bank Centre for Astrophysics, School of Physics and Astronomy, University of Manchester, Oxford Road, Manchester M13 9PL, United Kingdom
⁴ European Southern Observatory, Karl Schwarzschild Str. 2, 85748 Garching bei Muenchen, Germany
⁵ INAF-Osservatorio Astrofisico di Arcetri, Largo Enrico Fermi 5, 50125 Firenze, Italy
⁶ Dark Cosmology Centre, Niels Bohr Institute University of Copenhagen, Juliane Maries Vej 30, DK-2100 Copenhagen, Denmark
⁷ Sterrenkundig Observatorium, Universiteit Gent, Krijgslaan 281 S9, 9000, Gent, Belgium
⁸ Department of Physics & Astronomy, University of California, Irvine, CA 92697, USA
⁹ California Institute of Technology, 1200 E. California Blvd, Pasadena, CA 91125, USA
¹⁰ Institute of Astronomy, University of Cambridge, Madingley Road, Cambridge CB3 0HA
¹¹ CEA/DSM/IRFU/Service d'Astrophysique, CEA, Saclay, Orme des Merisiers, Batiment 709, F-91191 Gif-sur-Yvette, France
¹² Istituto di Fisica dello Spazio Interplanetario, INAF, Via Fosso del Cavaliere 100, I-00133 Roma, Italy
¹³ Dipartimento di Astronomia, Università di Padova, vicolo Osservatorio, 3, 35122 Padova, Italy
¹⁴ Astrophysics Group, Physics Department, University of the Western Cape, Private Bag X17, 7535, Bellville, Cape Town, South Africa
¹⁵ Astrophysics Group, Imperial College, Blackett Laboratory, Prince Consort Road, London SW7 2AZ, UK

Received; accepted

ABSTRACT

The *Herschel* Reference Survey (HRS) is a guaranteed time *Herschel* key project aimed at studying the physical properties of the interstellar medium in galaxies of the nearby universe. This volume limited, K-band selected sample is composed of galaxies spanning the whole range of morphological types (from ellipticals to late-type spirals) and environments (from the field to the centre of the Virgo Cluster). We present flux density measurements of the whole sample of 323 galaxies of the HRS in the three bands of the Spectral and Photometric Imaging Receiver (SPIRE), at 250 μm , 350 μm and 500 μm . Aperture photometry is performed on extended galaxies and point spread function (PSF) fitting on timeline data for unresolved objects; we carefully estimate errors and upper limits. The flux densities are found to be in good agreement with those of the HeViCS and KINGFISH key projects in all SPIRE bands, and of the *Planck* consortium at 350 μm and 550 μm , for the galaxies in common. This submillimetre catalogue of nearby galaxies is a benchmark for the study of the dust properties in the local universe, giving the zero redshift reference for any cosmological survey.

Key words. Galaxies: ISM; Infrared: galaxies; Surveys; Catalogs

1. Introduction

Dust grains in the interstellar medium (ISM) of galaxies profoundly affect our view of these systems by absorbing the ultraviolet (UV) and optical stellar emission and re-emitting it in the infrared, from $\sim 5 \mu\text{m}$ to $\sim 1 \text{ mm}$. Dust is produced by the aggregation of metals injected into the interstellar medium by massive stars, through stellar winds (Höfner 2009; Gomez et al. 2010b), supernovae (Clayton et al. 1997; Bianchi & Schneider 2007; Matsuura et al. 2011; Gomez et al. 2012), or less massive stars in their final evolution stages, such as asymptotic giant branch stars (Gehrz 1989; Dwek 1998; Galliano et al. 2008). Generally intermixed with gas in the ISM, dust is thus a good tracer of the

cold molecular and atomic phases of the ISM and contains a significant fraction of metals. Dust plays an important role in the interstellar medium as it acts as a catalyst in the transformation process of the atomic to molecular hydrogen, shields the UV radiation field preventing the dissociation of molecular clouds, and contributes to the cooling and heating of the ISM in photodissociation regions (Wolfire et al. 1995). The 5-70 μm spectral range corresponds to the emission of the hot dust generally associated with star formation whereas at longer wavelengths, up to $\sim 1 \text{ mm}$, the submillimetre emission is generally dominated by the emission from the cold dust (e.g. Bendo et al. 2010, 2012a; Boquien et al. 2011). *IRAS* (Neugebauer et al. 1984), *COBE* (1989), *ISO* (Kessler et al. 1996), *Spitzer* (Werner et al. 2004), and *AKARI* (Murakami et al. 2007) allowed us to study the emission of the dust up to 240 μm . However, most of the cold dust emission is drowned by warm dust at wavelengths shorter than 240 μm .

[★] *Herschel* is an ESA space observatory with science instruments provided by European-led Principal Investigator consortia and with important participation from NASA.

An accurate determination of dust masses requires submillimetre data (Devereux & Young 1990; Gordon et al. 2010; Galametz et al. 2011; Bendo et al. 2012a). Ground-based facilities, such as SCUBA on *JCMT* (Holland et al. 1999), reveal the submillimetre domain but observations of large samples of normal galaxies such as ours is still prohibitive due to the long integration times needed for these instruments. The *Herschel* Space Observatory (Pilbratt et al. 2010), launched in May 2009, opens a new window on the far-infrared/submillimetre spectral domain (55 to 672 μm) and allows us to probe the cold dust component in large numbers of nearby galaxies.

To characterize the dust properties in the local universe, the Spectral and Photometric Imaging Receiver (SPIRE) (Griffin et al. 2010) Local Galaxies Working Group (SAG 2) has selected 323 galaxies to be observed as part of the *Herschel* Reference Survey (HRS) (Boselli et al. 2010b). The HRS is a guaranteed time key project and a benchmark study of dust in the nearby universe. The goals of the survey are to investigate (i) the dust content of galaxies as a function of Hubble type, stellar mass and environment, (ii) the connection between the dust content and composition and the other phases of the interstellar medium, and (iii) the origin and evolution of dust in galaxies. The HRS spans the whole range of morphological types including ellipticals to late-type spirals, with a few irregular dwarf galaxies, and environments (from relatively isolated field galaxies to members of the core of the Virgo Cluster). The sample is ideally defined also because of the availability of a large set of ancillary data. Multiwavelength data, from the literature, are available for about 90% of HRS galaxies from *IRAS* (Sanders et al. 2003; Moshir & et al. 1990; Thuan & Sauvage 1992; Soifer et al. 1989; Young et al. 1996); optical and near-infrared from SDSS (Abazajian et al. 2009) and 2MASS (Jarrett et al. 2003), and radio from NVSS (Condon et al. 1998) and FIRST (Becker et al. 1995). Most of these data are available on NED and GOLDMine (Gavazzi et al. 2003). Some of them are already released or currently analysed by our team such as UV data from *GALEX* (Boselli et al. 2011, Cortese et al., submitted), *Spitzer*/IRAC (Ciesla et al., in prep), and *Spitzer*/MIPS (Bendo et al. 2012b). *H α* imaging (Boselli et al., in prep), CO(J=1-0) spectroscopy (Boselli et al., in prep), optical integrated spectroscopy (Boselli et al., submitted), CO(J=3-2) *JCMT* mapping (Smith et al. in prep), and gas metallicities (Hughes et al. 2012, submitted) will be soon available.

The first scientific results, based on a subsample of HRS data obtained during the Science Demonstration Phase (SDP) data, were presented in the A&A *Herschel* Special Issue (2010). Statistical studies based on this data set investigate the far-infrared/submillimetre colours (Boselli et al. 2012), the dust scaling relations as a function of environment and galaxy type (Cortese et al. 2012), and the properties of the early-type galaxies in the sample (Smith et al. 2012). A preliminary analysis of the spectral energy distributions (SEDs) was done as part of the SDP (Boselli et al. 2010a) while the complete analysis and modelling of the SEDs of the whole sample is in preparation (Ciesla et al., in prep). Thanks to the high angular resolution of *Herschel* ($\sim 18''$ at 250 μm , leading to a resolution of a few kpc at 20 Mpc), studies of large resolved HRS galaxies (with angular sizes between $2'$ and $10'$) within kiloparsec-sized subregions are also possible (Bendo et al. 2012a; Boquien et al. 2012).

The aim of this paper is to present the HRS catalogue of the flux densities at 250, 350 and 500 μm . The paper is organised as follows. In Section 2, we briefly describe the HRS sample. Section 3 gives the description of the *Herschel*/SPIRE observations and data reduction. Section 4 details the techniques used

for the flux extraction. In Section 5, we provide flux densities of the whole sample and in Section 6, we compare our results to those available in the literature.

2. The sample

The HRS galaxies are selected according to several criteria fully described in Boselli et al. (2010b). The HRS is a volume limited sample composed of galaxies at a distance between 15 and 25 Mpc. The galaxies are selected according to their K band magnitude, whose luminosity is a proxy for the total stellar mass (Gavazzi et al. 1996). Based on the optical extinction studies and far-infrared observations at wavelength shorter than 200 μm , we expect late-type galaxies to have a larger content of dust than early-types (Sauvage & Thuan 1994). Thus, two different K_{mag} limits have been adopted: $K_{\text{mag}} \leq 12$ for late-types and $K_{\text{mag}} \leq 8.7$ for early-types (in Vega magnitudes). Finally, to limit any contamination from Galactic cirrus, we selected galaxies at high Galactic latitude ($b > +55^\circ$) and with low Galactic extinction regions ($A_B < 0.2$ Schlegel et al. 1998). The final sample contains 323¹ galaxies, 62 early-types and 261 late-types.

3. *Herschel*/SPIRE observations and data reduction

3.1. Observations

We observed the 323 HRS galaxies with SPIRE (Griffin et al. 2010) in three wide bands at 250, 350 and 500 μm . In order not to duplicate *Herschel* observations, 79 galaxies out of 323 were observed as part of the open time key project the *Herschel* Virgo Cluster Survey (HeViCS, Davies et al. 2010).

For the 239 galaxies outside the Virgo cluster plus 4 Virgo galaxies observed during the Science Demonstration Phase, the observations are carried out using the SPIRE scan-map mode with a nominal scan speed of $30''\text{s}^{-1}$. The sizes of the images depend on the optical extent of the targets and have been chosen to cover 1.5 times the optical diameter, D_{25}^2 , of the galaxies, which is the full area over which the infrared emission is expected. Previous observations of spiral discs indeed indicated that the infrared emission of late-type galaxies can be more extended than the optical disc (Bianchi et al. 2000). For galaxies with an optical diameter smaller than $\sim 3'$, the small scan-map mode is used to provide a homogeneous coverage of a circular area of $\sim 5'$ diameter. For galaxies with an optical diameter larger than $\sim 3'$, the large scan-map mode is used to cover, at least, $1.5 \times D_{25}$. The resulting sizes of the maps are thus $8' \times 8'$, $12' \times 12'$, and $16' \times 16'$, depending on the optical size of the target. As early-type galaxies are known to contain less dust than late-types (Ferrarese et al. 2006), longer integration times were used on this subsample (Smith et al. 2012). For late-types, 3 pairs of cross-linked scan maps are made, while 8 pairs for early-types.

HeViCS covers 55 deg^2 at full depth (84 deg^2 in total), of the centre of the Virgo cluster at five wavelengths, from 100 to 500 μm , using the PACS/SPIRE parallel mode, down to the confusion limit in the SPIRE bands (Davies et al. 2012). For the 79 HRS galaxies observed by HeViCS, the PACS/SPIRE parallel mode scan map is used with a scan speed of $60''\text{s}^{-1}$ done with 4 pairs of perpendicular scans. Regions around each of the 79 galaxies are cut off from the large fields to perform the aperture

¹ With respect to the original sample given in Boselli et al. (2010b), the galaxy HRS 228 should be removed from the complete sample because its updated redshift on NED indicates it as a background object.

² The diameter at 25 mag arcsec⁻².

photometry. They are large enough to provide a good estimate of the background emission.

3.2. Data reduction

The complete description of the data reduction and map-making procedures will be presented in a dedicated paper by Smith et al. (in prep). Here, we just give a brief summary of the different steps carried out within the *Herschel* Interactive Pipeline Environment software (HIPE; Ott 2011). The SPIRE data are processed up to Level-1, the level where the pointed photometre timelines are derived, with a script adapted from the official scan map pipeline (Griffin et al. 2009; Dowell et al. 2010). The only difference to the Level-1 product is that we use the optimised deglitcher setting available for the observing mode. The typical SPIRE pipeline performs the following data processing steps on the timelines:

1. Application of the glitch removal procedure to delete the cosmic rays that affect all detectors in an individual array, and then application of the wavelet glitch removal of cosmic rays from individual detectors (WAVELETDEGLITCHER) for HRS data. For HeViCS data, THE SIGMAKAPPADEGLITCHER is used.
2. Application of an electrical low pass filter response correction, to correct for the delay in the data coming out of the electronics; this matches the detector timelines to the astrometric pointing timelines.
3. Reapplication of the wavelet glitch removal for the HRS data; this additional step improves the removal of all glitches.
4. Application of an additional time response correction.
5. Flux calibration, which includes nonlinearity corrections.
6. Removal of the temperature drift where all bolometers are brought to the same level using a custom method called BriGAde (Smith et al. in prep).
7. Corrections of the bolometer time response, which adjusts the bolometer detector timelines to account for the fact that the bolometers do not respond instantaneously to signal.
8. Creation of the final maps using the naive map maker included in the standard pipeline.

The pipeline also performs some steps related to associating the astrometry with the bolometer timeline data and performs some minor time corrections before the mapmaking step.

The pixel sizes and FWHM values of the final maps are provided in Table 1. By default, the pipeline applies a correction to the maps, called K_4p , that converts the flux densities weighted by the relative spectral response function (RSRF) in monochromatic flux densities, corresponding to spectra where νS_ν is constant. In doing this, the pipeline considers all sources as point-like objects. However, the RSRF changes for extended sources, so we need to divide the data by the K_4p for point sources, automatically applied by the pipeline, and apply the K_4e for extended sources instead. For such extended sources, the resulting correction is thus K_4e/K_4p , and their values are provided by the SPIRE Observer Manual³. There are, in our sample, galaxies which are almost point-like that would not need this K_4^4 correction. Defining if a source is barely resolved can be subjective, thus for clarity, we defined two groups: one for point-like sources, one for extended sources using a quantitative crite-

rion (see Section 4.1). We apply this K_4 correction for extended sources on all resolved galaxies of the HRS sample.

To update the maps product for the present work to the latest calibration (HIPE v8, SPIRE calibration tree v8.1), we multiply all 350 μm measurements by 1.0067, the most recent flux calibration (SPIRE photometry cookbook⁵, Bendo et al. 2011). These corrections are listed in Table 1, we define the total correction $corr_\lambda$ as the combination of correction for extension (K_4) and the correction for updated calibration.

3.3. Colour corrections

The SPIRE flux calibration assumes that the sources have a spectrum with νS_ν constant across the filter. This assumption does not correspond to the SEDs of the objects observed (Boselli et al. 2010a). The observed SEDs of the target galaxies are close to a modified black body with a spectral index ranging from $\beta \sim 1.0$ to 2.0 (Boselli et al. 2012). Tuned colour corrections could thus be required. To quantify these colour corrections, we assume that the far-infrared spectrum can be fairly well represented by a modified black body with a spectral index β of 1.5 or 2.0 Table 2 lists the colour corrections that should be applied for different sets of β and T . They were obtained by integrating a modified blackbody of given β and T over the SPIRE spectral response function for each band. For extended sources, the spectral response functions have been weighted by λ^2 (SPIRE Observer Manual) thus resulting in different sets of colour corrections for extended sources with respect to point sources. Indeed, for feedhorn bolometers in general and for the detectors in SPIRE specifically, the relative spectral responsivity function (RSRF) changes between point-like and extended sources as explained in Section 5.2.1 of the SPIRE Observers' Manual. The colour corrections rely upon the integral of the product of the spectrum and the RSRF, then if the RSRF changes, the colour corrections will also change. We give the values for both point-like and extended sources. They are multiplicative corrections. Given the still poorly constrained shape of the SED of the target galaxies, these corrections listed in Table 2 are not applied to the set of data given in Table A.2.

4. Flux extraction

As we chose long integration times in order to reach the confusion limit, the images include faint background sources. Furthermore, despite a high Galactic latitude selection, some images show the presence of Galactic cirrus. Our sample contains large extended galaxies, point-like sources and non-detected galaxies. These technical aspects, related to the nature of the emitting source and of the sky background emission around it, prevent us from performing an automatic photometry. Three methods are needed to accurately measure the flux for all of objects: a first method for point-like sources (PSF fitting on timeline data), a second for extended ones (aperture photometry) and the third for the determination of upper limits.

4.1. Point-like sources

SPIRE is calibrated using a timeline-based PSF fitting approach. It is then possible to extract the flux densities of point-like sources directly from the timeline data using a PSF fitting method. The PSF fitter fits a two-dimensional Gaussian function

³ http://herschel.esac.esa.int/Docs/SPIRE/html/spire_om.html

⁴ For simplicity, here we define $K_4 = K_4e/K_4p$, for the exact definition refer to the SPIRE Observer Manual

⁵ http://herschel.esac.esa.int/twiki/pub/Public/SpireCalibrationWeb/SPIREPhotometryCookbook.jul2011_2.pdf

Table 1: Summary of the properties of SPIRE image data.

	250 μm	350 μm	500 μm
Pixel size (pixsize_λ)	6''	8''	12''
Map FWHM	18.2''	24.5''	36.0''
Beam area (beam_λ)	423 arcsec ²	751 arcsec ²	1587 arcsec ²
Correction for extension (K_4)	0.98279	0.98344	0.97099
Correction for updated calibration	1.	1.0067	1.
Total correction (corr_λ)	0.98279	0.99003	0.97099

Table 2: The colour corrections for the SPIRE data for extended and point-like sources.

		Extended			Point like		
		250 μm	350 μm	500 μm	250 μm	350 μm	500 μm
$\beta = 2$	$T = 10K$	1.026	1.025	1.044	1.023	0.995	0.959
	$T = 15K$	1.019	1.009	1.021	0.984	0.959	0.917
	$T = 20K$	1.005	0.996	1.007	0.955	0.938	0.896
	$T = 25K$	0.994	0.988	0.999	0.937	0.925	0.884
	$T = 30K$	0.985	0.983	0.994	0.924	0.917	0.876
$\beta = 1.5$	$T = 10K$	1.021	1.025	1.049	1.026	1.004	0.977
	$T = 15K$	1.022	1.014	1.031	0.995	0.972	0.940
	$T = 20K$	1.011	1.004	1.020	0.970	0.953	0.920
	$T = 25K$	1.002	0.998	1.014	0.953	0.942	0.909
	$T = 30K$	0.995	0.993	1.009	0.941	0.934	0.902
	$T = 35K$	0.990	0.990	1.006	0.933	0.929	0.897
	$T = 40K$	0.986	0.987	1.003	0.926	0.925	0.893
	$T = 45K$	0.983	0.985	1.001	0.922	0.922	0.890
	$T = 50K$	0.981	0.984	1.000	0.918	0.919	0.888

Notes. Multiplicative factors to apply to correct values for galaxies with spectral energy distributions well represented by a modified black body with a grain emissivity parameter β and a temperature T in the given ranges. Color corrections for $\beta = 2$ and $T = 15, 20, 25K$, are consistent with those given in Davies et al. (2012); in that paper, however, the K_4 correction is included in the color correction for extended sources, while here it is included in the fluxes.

to the signal and position timeline data. For unresolved sources, the peak of the Gaussian function from the fit corresponds to the flux density of the source. For more information, see Bendo et al. (2012, in prep). Based on tests of aperture photometry versus timeline-based PSF fitting for SPIRE data, there is significantly worse accuracy and precision for aperture photometry on unresolved sources. Moreover, there are some systematic effects that are actually due to the mapping technique (related to where bolometers tend to cross over the unresolved sources). Timeline-based PSF fitting actually avoids those biases for point sources. The SPIRE-ICC (Instrument Control Center) strongly recommends the use of PSF fitting on timeline data for unresolved sources (SPIRE Observer’s Manual⁶ Section 5.2.11).

To identify point-like sources and measure their flux densities, we proceed with the following method. All of the images are inspected in order to make a list of point-like sources candidates. We run the timeline-based PSF fitter program and use the criterion given by the SPIRE photometry cookbook. For a given band, if the FWHM of the resulting gaussian fitted to the timeline data is smaller than 20'', 29'' and 37'' at 250, 350 and 500 μm , respectively, then the source is considered as point-like. These limits for the FWHM were determined empirically by adding artificial randomly-placed sources to timeline data and then performing timeline-based PSF fits to those data. The resulting distribution of FWHM indicates that 20'', 29'' and 37'' are acceptable upper limits for the typical FWHM that will be measured for sources. According to this criterium, in the whole HRS sample, there are 10, 10 and 9 point-like sources at 250, 350 and 500 μm , respectively. As the timeline data are calibrated

in Jy/beam, the timeline fits for these data give amplitudes that correspond to the flux densities of the sources. These will be the most accurate flux densities that can be measured for these sources, as the measurement technique matches the method applied to the primary and secondary sources used for SPIRE flux calibration. As the pipeline is optimised for point sources, their flux densities do not need to be corrected with the K_4 correction described in Section 3.2 and provided in Table 1. However, the 350 μm measurements are corrected for the HIPE v8 updated calibration, thus they are multiplied by 1.0067.

4.2. Extended sources

The aperture photometry of extended sources is carried out using the DS9/Funtools program “Funcnts”. This task performs a basic aperture photometry, summing all pixels within a defined elliptical region. The mean value of the background is calculated in a given annulus and then subtracted from the counts of the aperture. With “Funcnts”, we can extract the counts in elliptical regions adapted to match the shape of the galaxies.

To understand and quantify the contribution of background features in the measurements, we choose three different objects as representative examples, as illustrated in Figure 1. There are three extreme cases. The first one is M99 (HRS 102) which is a bright resolved face-on spiral. The second one is NGC 3945 (HRS 71), a nearly face-on barred spiral, lying in a region polluted by a strong cirrus emission. The last one is NGC 4550 (HRS 210), an unresolved faint early-type galaxy. This source is treated as all point-like sources, but we choose to include it as a comparison with the two previous extended galaxies.

⁶ http://herschel.esac.esa.int/Docs/SPIRE/html/spire_om.html

Different growth curves are obtained when the background is estimated in different regions, as depicted in Figure 1. Here the different growth curves (colored lines) are obtained when the sky background is estimated in annuli of constant width of 60'' but of 30'' increasing radii. M99 (HRS 102) is a prototypical case with no particular problems since its growth curve reaches a plateau. Indeed, M99 is very bright, thus its flux density is not affected by faint background sources at large radii. On the contrary, the presence of Galactic cirrus strongly affects the flux density measurements, as for NGC 3945 (HRS 71). In this case, the growth curves do not saturate after a given radius. The curves of NGC 4550 (HRS 210) clearly show the contribution of background features at radii greater than $0.3 \times a_{opt}$, where a_{opt} is the optical semi major axis taken from NED. Furthermore, as NGC 4550 (HRS 210) is in a crowded field, several background sources contribute to any background region chosen. The HRS sample is composed of galaxies of different properties such as those shown in Figure 1. It is thus clear that a standard, automatic procedure cannot be blindly applied for the extraction of the flux densities of all the sources. We thus need to define appropriate apertures for each object.

To define the apertures, we apply two different methods, one for the extended sources, mainly late-type galaxies, and another one for resolved but compact object, generally early-types. We inspect the infrared images and compare them with the optical ones. For most of the late-types, the infrared disk is more extended than its optical counterpart. We find that taking an elliptical diameter of 1.4 times the optical one is large enough to contain all the infrared emission of these galaxies. However, in some particular cases, this standard aperture needs to be adapted, especially for galaxies which are interacting, galaxies with a companion or a strong background source within the standard aperture. For instance, HI-deficient⁷ spiral galaxies of the Virgo cluster have truncated dust disks (Cortese et al. 2010). Furthermore, edge-on spirals have an optical semi-minor axis b_{opt} very small and $1.4 \times b_{opt}$ is not large enough to include the extended structure due to the side-lobes of the SPIRE beams (a typical example is NGC 4565-HRS 213 in Figure A.1). We thus modify the ellipticity of edge-on galaxies of the aperture to include all the infrared emission.

Elliptical galaxies, even if resolved, have a faint compact infrared emission concentrated in the center. Lenticulars are the intermediate type between ellipticals and spirals. They contain extended dust but generally not beyond the optical emission. For all of these galaxies, the apertures are adapted to match the emission and avoid any major background contamination.

For all galaxies, the background contribution is measured in a region defined as a circular annulus of inner radius $1.55 \times a_{opt}$, with a 60'' width. This choice is dictated by the fact that we want to quantify any possible contribution of large scale fluctuations in the sky background on source, but at the same time extract flux densities sufficiently far from the target to avoid any contamination of the galaxy to the sky background estimate. The width of the annulus is taken as a good compromise between the will of having a reliable statistic to estimate the background, and the will of avoiding as much as possible contamination from background sources and images features. We performed a detailed check on every background region to avoid or minimize any kind of source contamination (companion galaxy, strong

Table 3: Median, mean and chosen infrared to optical aperture ratios of detected galaxies according to their morphological type.

	Median ratio	Mean ratio	Chosen ratio
E	0.38	0.29	0.30
S0, S0a, S0/Sa	0.76	0.88	0.80
Late-types	1.40	1.41	1.40

Notes. The chosen ratios are used to calculate upper limits of sources not detected with SPIRE.

background sources, etc).

The ellipses used for the aperture photometry and the circular annuli used for the background estimation are listed in Table A.1, organized as follows:

- Column 1: *Herschel* Reference Survey name (HRS).
- Column 2: Zwicky name, from the Catalogue of Galaxies and of Cluster of Galaxies, (Zwicky et al. 1968, CGCG).
- Column 3: Virgo Cluster Catalogue name, (Binggeli et al. 1985, VCC).
- Column 4: Uppsala General Catalogue name, (Nilson 1973, UGC).
- Column 5: New General Catalogue name, (Dreyer 1888, NGC).
- Column 6: Index Catalogue name, (Dreyer 1895, IC).
- Column 7: Right Ascension J2000 (RA).
- Column 8: Declination J2000 (Dec).
- Column 9: Semi major axis of the aperture, in arcseconds (a_{IR}).
- Column 10: Semi minor axis of the aperture, in arcseconds (b_{IR}).
- Column 11: Position Angle, in degree (PA) (from North to East).
- Column 12: Inner radius of the background circular annulus, in arcseconds (r_{in}^{bck}).
- Column 13: Outer radius of the background circular annulus, in arcseconds (r_{out}^{bck}).

Figure A.1 shows the optical and infrared images of the HRS galaxies, along with the apertures used. Table 3 gives the mean and median infrared to optical aperture diameter ratios for elliptical, lenticular and late-type galaxies respectively, where the infrared diameter is the one listed in Table A.1.

4.3. Aperture correction

As defined in Section 4.2, these apertures have been expressly chosen to include all of the infrared emission of the galaxies. Studying the emission of extended galaxies observed with *Herschel*, Dale et al. (2012) have shown that, at low surface brightness, the shape of the PSF can affect the emission at the edge of any object. They empirically defined the aperture correction as the ratio between the flux density measured on the IRAC 8.0 μ m unsmoothed image, and the flux density measured on the same image smoothed to a *Herschel* band PSF. They found a median value of 1.0 at all wavelengths, with maximum corrections between 7% and 13% for SPIRE. To quantify the effect of the wings of the PSF on our measurements, and understand whether a specific correction is required, we do the following exercise. The maximal effect is expected for an extended galaxy with a flat radial profile and a sharp edge at 500 μ m. We create a mock galaxy on an image with the *Herschel*

⁷ The HI-deficiency is defined as the difference, in logarithmic units, between the HI mass expected from an isolated galaxy with the same morphological type and optical diameter and the observed HI mass (Haynes et al. 1984).

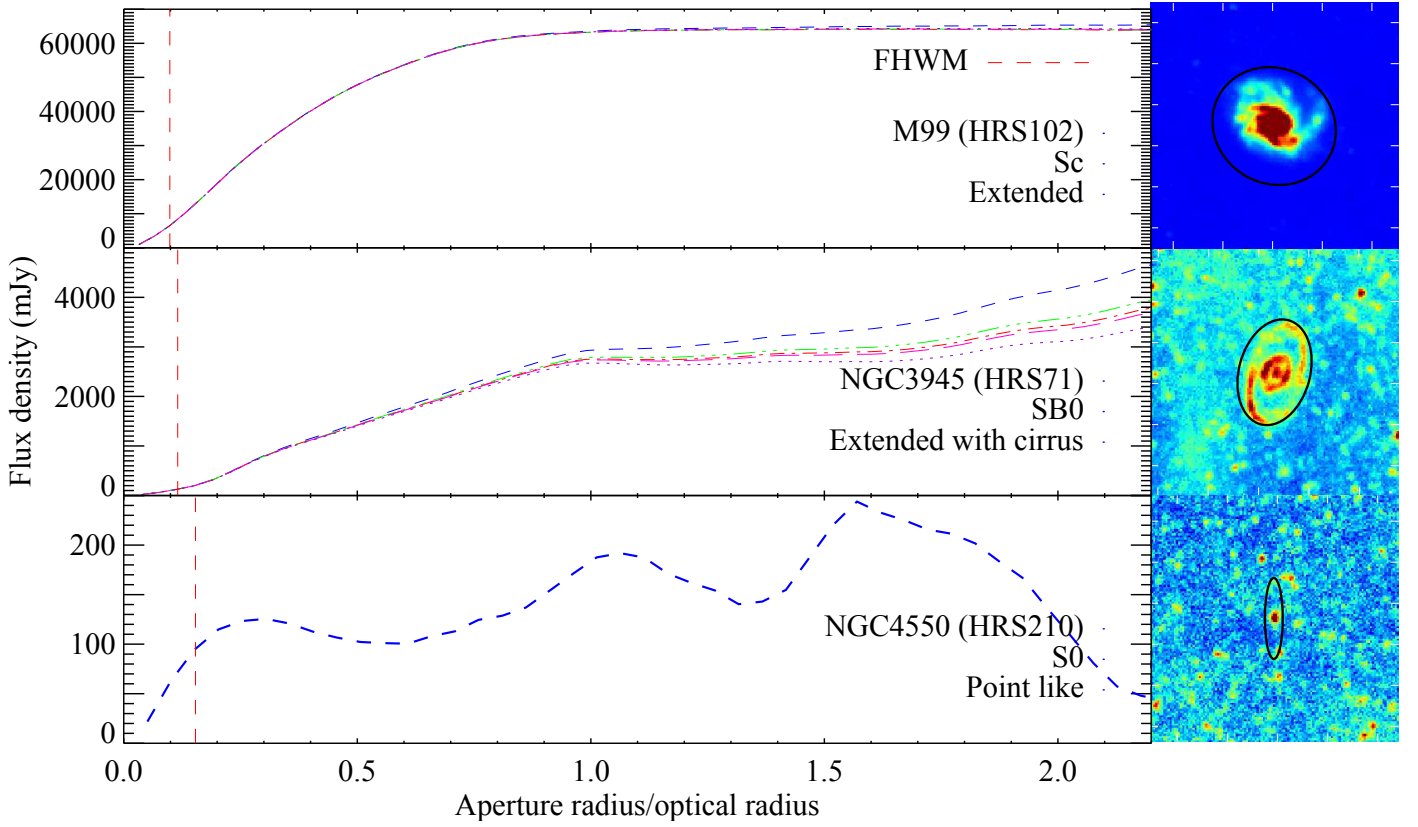


Fig. 1: Growth curves at $250\ \mu\text{m}$ of the galaxies M 99 (HRS 102), NGC 3945 (HRS 71), and NGC 4550 (HRS 210). The different colored curves are obtained by changing the background estimate region as described in the text. The vertical red dashed lines correspond to the FWHM of the SPIRE beam at $250\ \mu\text{m}$. The right panels show the $250\ \mu\text{m}$ images of the three galaxies, the black ellipses indicate the optical shapes of the galaxies.

$500\ \mu\text{m}$ resolution, and with a constant surface brightness of $1\ \text{Jy beam}^{-1}$ dropping to 0 at a radius of $204''$. Using the $500\ \mu\text{m}$ PSF provided by Sibthorpe et al.⁸, we convolve the mock galaxy with the SPIRE $500\ \mu\text{m}$ PSF. We carry out the photometry using circular apertures from $12''$ to $480''$ in steps of $12''$ on both the original and convolved images (Figure 2). The largest aperture correction is $\sim 5\%$ at the radius of the original source ($204''$). For a linear decreasing surface brightness profile, more physical but still extreme, the correction drops to $< 2\%$. These 2%-5% corrections can be considered as an upper limit for our data because: i) a flat radial profile is quite unphysical and ii) our apertures have been expressly chosen larger than the infrared size of the galaxies. As we always choose the aperture greater than the infrared emission of the galaxy (except for galaxies in particular configurations like NGC 4567-HRS 215 and NGC 4568-HRS 216), the aperture correction is thus much smaller than $< 2\%$. As the calibration errors ($\sim 7\%$) are greater than the aperture corrections, we choose not to apply them on our measurements and consider our flux densities as integrated values.

4.4. Photometric uncertainties

There are two sources of uncertainty when carrying out photometry on SPIRE images, the systematic errors due to the absolute flux calibration and the stochastic errors related to the flux ex-

traction technique. The calibration errors are (1) the uncertainty on the models used to determine the flux density of Neptune (5%), (2) a 2% random uncertainty that is measured from the standard deviation in the ratio of the measured Neptune flux density to the model Neptune flux density. The resulting calibration error is 7% in all bands (Swinyard et al. 2010; SPIRE Observer's Manual). Technically, the errors should add together quadratically, but the SPIRE team decided to use 7% as a conservative upper limit on the flux calibration. As the methods used for point-like and extended source photometry are different, the stochastic error estimation is computed in different ways.

4.4.1. Point-like sources

The uncertainty for point-like sources is calculated by performing tests in which artificial point sources with the same flux density as the target were added to the timeline data at random locations within a $0.3\ \text{deg}$ box centered on each source. The artificial sources were then fit with the timeline-based source fitter using the same settings as were applied to each target galaxy. A hundred iterations of adding artificial sources to the fields around each galaxy were performed, and the standard deviation of the flux densities of the artificial sources was used as the uncertainty in the flux density measurement of the target galaxy. The highest value of the point-like source errors is $5\ \text{mJy}$ for sources with a flux density less than $200\ \text{mJy}$.

⁸ <http://ftp.sciops.esa.int/pub/hsc-calibration/SPIRE/PHOT/Beams/>

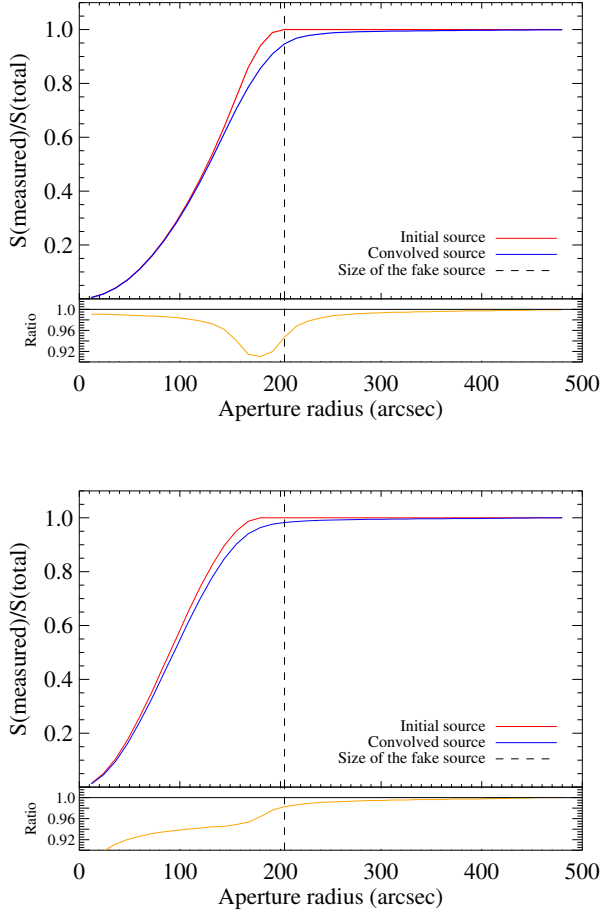


Fig. 2: Simulation of the photometry of an extended face-on spiral galaxy at $500\ \mu\text{m}$. Upper panel: a flat extended source. In red, the integrated radial profile of the original source, and in blue of the convolved source. In orange, the convolved to original source flux density ratios. The dashed line marks the size of the original source. Lower panel: an extended galaxy with a linear surface brightness profile.

4.4.2. Extended sources

For aperture photometry of extended sources, the stochastic total error, err_{tot} , depends mainly on (1) the instrumental error, err_{inst} , (2) the confusion error, err_{conf} and (3) the error on the determination of the sky background, err_{sky} . We calculate the errors on our flux density measurements according to the formula:

$$err_{\text{tot}} = \sqrt{err_{\text{inst}}^2 + err_{\text{conf}}^2 + err_{\text{sky}}^2}, \quad (1)$$

The instrumental error: err_{inst}

The instrumental error is due to the noise of the instrument which depends on the number of scans crossing a pixel. Assuming it independent from pixel to pixel, the instrumental error is:

$$err_{\text{inst}} = \sqrt{\sum_{i=1}^{N_{\text{pix}}} \sigma_{\text{inst},i}^2}, \quad (2)$$

where N_{pix} is the number of pixels within the aperture and σ_{inst} is the pixel per pixel uncertainty measured in the aperture on the error map provided by the pipeline. Mean values of err_{inst} are 1.2%, 1.4% and 2.4% of the total flux density at 250, 350 and $500\ \mu\text{m}$, respectively.

The confusion error: err_{conf}

The confusion error is due to the presence of background sources (i.e. faint point-like sources) within the aperture. As the beam size is larger than the pixel size, this uncertainty is correlated between neighboring pixels. A point-like background source will then affect several pixels. The confusion error is:

$$err_{\text{conf}} = \sigma_{\text{conf}}^{\lambda} \times \sqrt{\frac{N_{\text{pix}} \times \text{pixsize}_{\lambda}^2}{\text{beam}_{\lambda}}}, \quad (3)$$

where $\sigma_{\text{conf}}^{\lambda}$ is the confusion noise. Here, we assume the values estimated by Nguyen et al. (2010), i.e. 5.8, 6.3 and $6.8\ \text{mJy/beam}$ at 250, 350 and $500\ \mu\text{m}$ respectively. The pixel size of the images pixsize_{λ} and the beam area beam_{λ} are given in Table 1. Mean values of err_{conf} are 4.2%, 5.8% and 9.2% of the total flux density at 250, 350 and $500\ \mu\text{m}$, respectively. They are thus dominant with respect to the instrument noise.

The background error: err_{sky}

The uncertainty on the sky background comes from large scale structures not removed during the map-making procedure. These large scale structures, for instance, can be due to Galactic cirrus, as those evident in Figure 1 of Davies et al. (2012) in the Virgo Cluster. Indeed, despite the fact that the galaxies are selected at high Galactic latitude, some images are contaminated by cirrus (see Figure 1). They contribute to the galaxy emission and/or to the background determination. To determine σ_{sky} , the uncertainty on the background, we take 13×13 pixel boxes around the galaxy in the image map for all of the three bands, we calculate the standard deviation of the mean values of the same boxes, as described in Boselli et al. (2003). Ideally we would estimate σ_{sky} from boxes with a similar number of pixels to the apertures used for the photometry. This was not possible due to the sizes of the images. The effect of using smaller boxes will be to give us a conservative estimate of σ_{sky} . The number of boxes depends on the size of the galaxy and on the size of the image; the mean numbers of boxes are 16, 14 and 11 at 250, 350 and $500\ \mu\text{m}$. The error on the sky determination is:

$$err_{\text{sky}} = N_{\text{pix}} \sigma_{\text{sky}}, \quad (4)$$

where σ_{sky} is the uncertainty of the background. Mean values of err_{sky} are 8.0%, 9.6% and 10.3% of the total flux density at 250, 350 and $500\ \mu\text{m}$, respectively. err_{sky} is thus the dominant error for extended galaxies.

Figure 3 shows the influence of each error component as a function of the number of pixels of the aperture, assuming mean values of σ_{inst} and σ_{sky} (σ_{conf} is constant at a given band). The background error is the dominant source of uncertainty for extended galaxies of size larger than 80 pixels, which is the case for more than 90% of the galaxies of our sample.

Independent measurements

As part of the Science Demonstration Phase, 15 extended galaxies were observed in both the HRS and HeViCS projects.

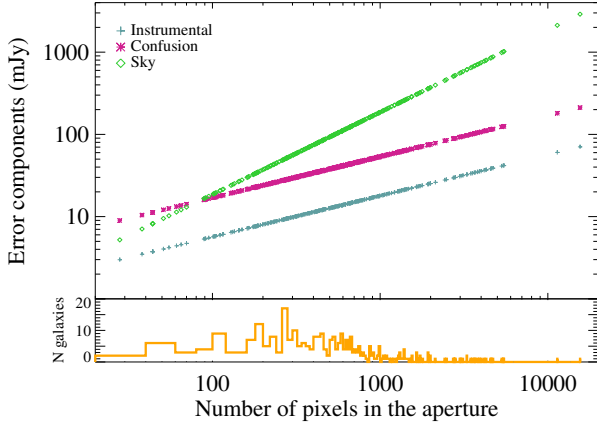


Fig. 3: Error components versus the number of pixels of the aperture and the histogram of the number of pixels.

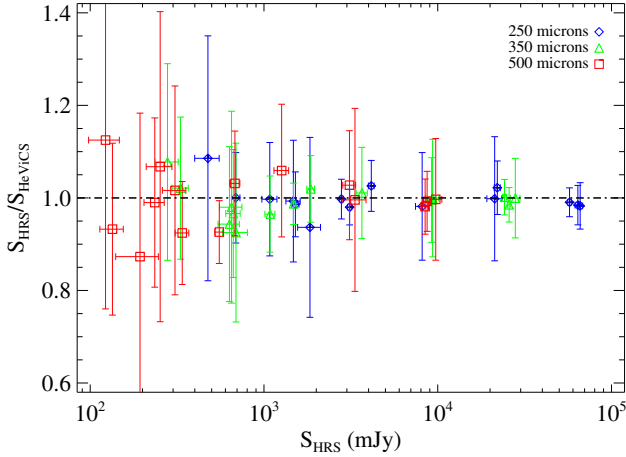


Fig. 4: Ratio between flux density measurements of 15 galaxies from HRS images and measurements of the same 15 galaxies from HeViCS images. Blue diamonds are for 250 μm flux densities, green triangles are for 350 μm and red squares are for 500 μm .

To test the reproducibility of our measurements and the accuracy of our errors, we compare the flux densities of the two sets of data. Indeed, we have two sets of independent images of the same galaxies produced by two different SPIRE scan modes. We perform the photometry on these two sets and compare the flux densities measured in exactly the same conditions (same apertures, same background regions and same photometric procedure). The names and flux densities of these sources from both HRS and HeViCS data are listed in Table 4. Figure 4 shows the ratio between the flux densities from HRS images and the flux densities from HeViCS images in the three bands. The median differences between the flux densities are 1.6%, 1.9% and 3.0% at 250, 350 and 500 μm , respectively. We can consider these values as a lower limits to the photometric uncertainty on the flux densities measured in this work.

Table 5 indicates the mean total stochastic error for the extended sources within the HRS, for early-types and late-types galaxies separately, and for different flux density ranges.

Table 5: Mean stochastic errors (err_{tot}) on the HRS flux densities for extended galaxies.

	250 μm	350 μm	500 μm
All	6.2%	8.2%	11.1%
E	20.2%	25.8%	20.9%
S0, S0a, S0/Sa	9.0%	13.2%	19.1%
Late-types	5.9%	7.6%	10.5%
$S < 200$ mJy	21.8%	24.6%	21.6%
$200 \text{ mJy} < S < 1000 \text{ mJy}$	10.2%	10.9%	10.2%
$S > 1000$ mJy	4.6%	5.9%	5.9%

Calibration errors are not included. Adding the calibration errors, the mean total errors are 9, 11 and 13% at 250, 350 and 500 μm , respectively, which is consistent with the 10, 10 and 15% estimated by Davies et al. (2012).

4.5. Undetected sources

Bona fide detected galaxies are identified through a visual inspection of the images rather than following strict signal to noise criteria. This choice is dictated by the fact that, given the different nature of the sky background and of the emitting source, we might have strong detections but with a very low signal to noise (this is for instance the case of HRS 71 which has an uncertain flux density measurement since lying in a cirrus dominated region) or very high signal to noise sources with uncertain values (point like sources which can be easily confused with background objects). If we limit our sample to extended sources with no cirrus contamination nor nearby companions, our detection threshold is $S/N \sim 3$, 2 and 2 at 250, 350 and 500 μm , respectively, where the S/N is defined as the ratio of the flux density S over the total uncertainty err_{tot} .

For the undetected galaxies (39, 42 and 47 galaxies at 250, 350 and 500 μm , respectively), an upper limit is determined as:

$$S_{\text{limit}(l)} = 3err_{\text{tot}}, \quad (5)$$

where err_{tot} is estimated as in Equation 1. The measure of err_{tot} requires the adoption of a representative aperture, N_{pix} , for each undetected source. We make three different assumptions according to the morphology of the undetected galaxies. We form 3 groups: (a) type E, (b) type S0, S0a, S0/Sa and (c) late-types. For both group (a) and (b), we calculate the ratio between the semi-major axis of the infrared elliptical aperture and the semi-major axis of the optical diameter of the detected galaxies of the same morphological type (Table 3). Given the mean values measured for detected sources, we decided to adopt $0.3 \times a_{\text{opt}}$ for ellipticals and $0.8 \times a_{\text{opt}}$ for S0 and S0/Sa. We take $1.4 \times a_{\text{opt}}$ for late-type galaxies, as we do for detected late-types. The radii of the circular region used for the calculation of upper limits are then 0.3, 0.8 or 1.4 times the optical semi-major axis for ellipticals, lenticular and spiral galaxies, respectively. For galaxies detected only in one or two bands, but not in the others, we use the aperture defined at these bands and take a_{IR} as the radius of the circular aperture to calculate the upper limit in the other bands. A minimum conservative and independent of λ radius for upper limit apertures has been set to 22.5'' not to have apertures smaller than the SPIRE resolution.

To test whether these upper limits are realistic, we plot in Figure 5 the surface brightness of the galaxies versus their stellar mass calculated as in Boselli et al. (2009) (for details,

Table 4: The 15 extended galaxies observed in both HRS and HeViCS projects for the *Herschel* Science Demonstration Phase.

HRS	Name	HRS			HeViCS		
		250 μm mJy	350 μm mJy	500 μm mJy	250 μm mJy	350 μm mJy	500 μm mJy
102	NGC 4254	64026.1 \pm 2329.3	25753.9 \pm 599.1	8685.7 \pm 406.2	65039.2 \pm 1525.8	26143.0 \pm 778.7	8750.1 \pm 399.3
106	NGC 4276	1476.4 \pm 139.5	650.7 \pm 95.8	252.7 \pm 42.6	1486.6 \pm 137.9	664.0 \pm 100.9	236.7 \pm 62.7
122	NGC 4321	66006.4 \pm 2209.8	27948.0 \pm 1792.0	9742.4 \pm 817.0	67163.5 \pm 2583.7	27962.1 \pm 1602.6	9773.1 \pm 995.4
152	NGC 4412	2790.7 \pm 73.6	1084.2 \pm 71.7	338.6 \pm 30.7	2797.8 \pm 95.1	1123.4 \pm 60.4	366.4 \pm 29.0
158	NGC 4423	1079.9 \pm 107.3	632.9 \pm 88.8	307.6 \pm 47.4	1082.9 \pm 78.3	670.9 \pm 72.9	302.7 \pm 48.4
160	NGC 4430	4145.2 \pm 156.3	1859.9 \pm 96.1	680.6 \pm 45.8	4040.2 \pm 154.0	1824.5 \pm 87.7	659.9 \pm 57.2
162	NGC 4435	1839.0 \pm 276.7	690.0 \pm 112.8	193.5 \pm 53.3	1963.9 \pm 280.9	745.9 \pm 96.9	221.6 \pm 49.7
163	NGC 4438	8132.3 \pm 684.6	3660.7 \pm 271.1	1263.9 \pm 122.7	8284.0 \pm 689.8	3622.2 \pm 230.6	1193.3 \pm 112.6
165	UGC 7579	688.5 \pm 38.8	331.0 \pm 35.5	134.3 \pm 20.7	688.3 \pm 55.0	324.2 \pm 34.2	144.0 \pm 18.2
182	NGC 4480	3112.1 \pm 84.2	1478.6 \pm 42.8	553.1 \pm 31.7	3175.4 \pm 90.4	1497.8 \pm 52.2	597.2 \pm 27.3
190	NGC 4501	57336.0 \pm 1379.6	24221.3 \pm 645.1	8461.8 \pm 366.1	57884.4 \pm 1172.9	24183.9 \pm 666.2	8623.7 \pm 367.5
206	IC 3521	1516.8 \pm 72.8	666.2 \pm 63.3	235.3 \pm 31.3	1538.2 \pm 80.7	689.5 \pm 73.8	237.7 \pm 30.5
217	NGC 4569	22023.9 \pm 894.2	9219.8 \pm 580.8	3105.1 \pm 265.6	21550.7 \pm 850.8	9261.9 \pm 619.2	3022.1 \pm 230.6
220	NGC 4579	21263.2 \pm 2091.8	9340.7 \pm 802.9	3339.0 \pm 526.2	21301.7 \pm 1950.3	9343.3 \pm 874.4	3353.2 \pm 405.0
223	UGC 7802	475.8 \pm 76.5	278.6 \pm 42.4	122.5 \pm 24.6	438.3 \pm 80.3	258.5 \pm 32.4	108.9 \pm 27.7

Table 6: Detection rates in each band for different morphology classes.

	250 μm	350 μm	500 μm
E	32%	32%	23%
S0, S0a, S0/Sa	60%	58%	55%
Late-types	97%	96%	95%

see Boselli et al. 2012). The surface brightness is calculated by dividing flux densities by the infrared size of galaxies, i.e. the aperture size. The detection limit in surface brightness of our survey is $\sim 0.03, 0.02$ and 0.008 mJy arcsec $^{-2}$ at 250, 350 and 500 μm , respectively. The only extended galaxy with a surface brightness below this threshold is M86 (HRS150) whose dust emission comes from a peculiar feature probably stripped from a nearby star forming system (Gomez et al. 2010a). At 350 μm , the other detected galaxy with a low surface brightness is NGC4636 (HRS241) which is a faint, clearly detected, compact source. Few sources have a relatively high surface brightness at 250 μm but are non detected at 350 and 500 μm . These sources are close to point-like and are well detected at 250 μm . However, at 350 and 500 μm , they become as faint as the background sources, with a comparable surface brightness. To be conservative, we thus consider them as undetected sources. These two galaxies are particular cases, thus we consider that our upper limits are realistic as they lie at the lower limit of the detections.

Table 6 gives the detection rate in each band for the 3 groups: ellipticals (E), lenticulars (S0, S0a, S0/Sa) and late types.

5. Flux densities calculation

SPIRE maps are in Jy/beam. Flux densities, upper limits and errors of extended sources are thus converted into mJy using Equation 6.

$$S_{\lambda}(\text{mJy}) = S_{\lambda}(\text{Jy/beam}) \frac{\text{pixsize}_{\lambda}^2 \times 1000}{\text{beam}_{\lambda}} \times \text{corr}_{\lambda}, \quad (6)$$

where the pixel size of the images, pixsize_{λ} , the beam area, beam_{λ} , and the correction, corr_{λ} (latest HIPE v8 calibration⁹ and extended sources corrections) are given in Table 1.

5.1. The data table

The flux densities of the 323 HRS galaxies in the three SPIRE bands (without colour corrections applied) are given in Table A.2, organized as follows:

- Column 1: HRS name.
- Column 2: Flag of the 250 μm flux density (f_{250}); 0: Non-detection, 1: Detection (extended source), 2: Detection (point-like source), 3: Overestimation of the flux density due to the presence of a strong background source or a companion galaxy, 4: Presence of Galactic cirrus.
- Column 3: Flux density at 250 μm (S_{250}) in mJy.
- Column 4: Flag of the 350 μm flux density (f_{350}); see Column 2.
- Column 5: Flux density at 350 μm (S_{350}) in mJy.
- Column 6: Flag of the 500 μm flux density (f_{500}); see Column 2.
- Column 7: Flux density at 500 μm (S_{500}) in mJy.
- Column 8: Number of pixels in the 250 μm aperture (N_{250}).
- Column 9: Number of pixels in the 350 μm aperture (N_{350}).
- Column 10: Number of pixels in the 500 μm aperture (N_{500}).
- Column 11: Instrumental error at 250 μm , determined as in Equation 2 ($\text{err}_{\text{inst}}^{250}$).
- Column 12: Instrumental error at 350 μm , determined as in Equation 2 ($\text{err}_{\text{inst}}^{350}$).
- Column 13: Instrumental error at 500 μm , determined as in Equation 2 ($\text{err}_{\text{inst}}^{500}$).
- Column 14: Confusion error at 250 μm , determined as in Equation 3 ($\text{err}_{\text{conf}}^{250}$).
- Column 15: Confusion error at 350 μm , determined as in Equation 3 ($\text{err}_{\text{conf}}^{350}$).
- Column 16: Confusion error at 500 μm , determined as in Equation 3 ($\text{err}_{\text{conf}}^{500}$).
- Column 17: Sky error at 250 μm , determined as in Equation 4 ($\text{err}_{\text{sky}}^{250}$).

⁹ <http://herschel.esac.esa.int/twiki/bin/genpdf/Public/HipeWhatsNew8x?pdforientation=portrait&pdfdoclevels=3>

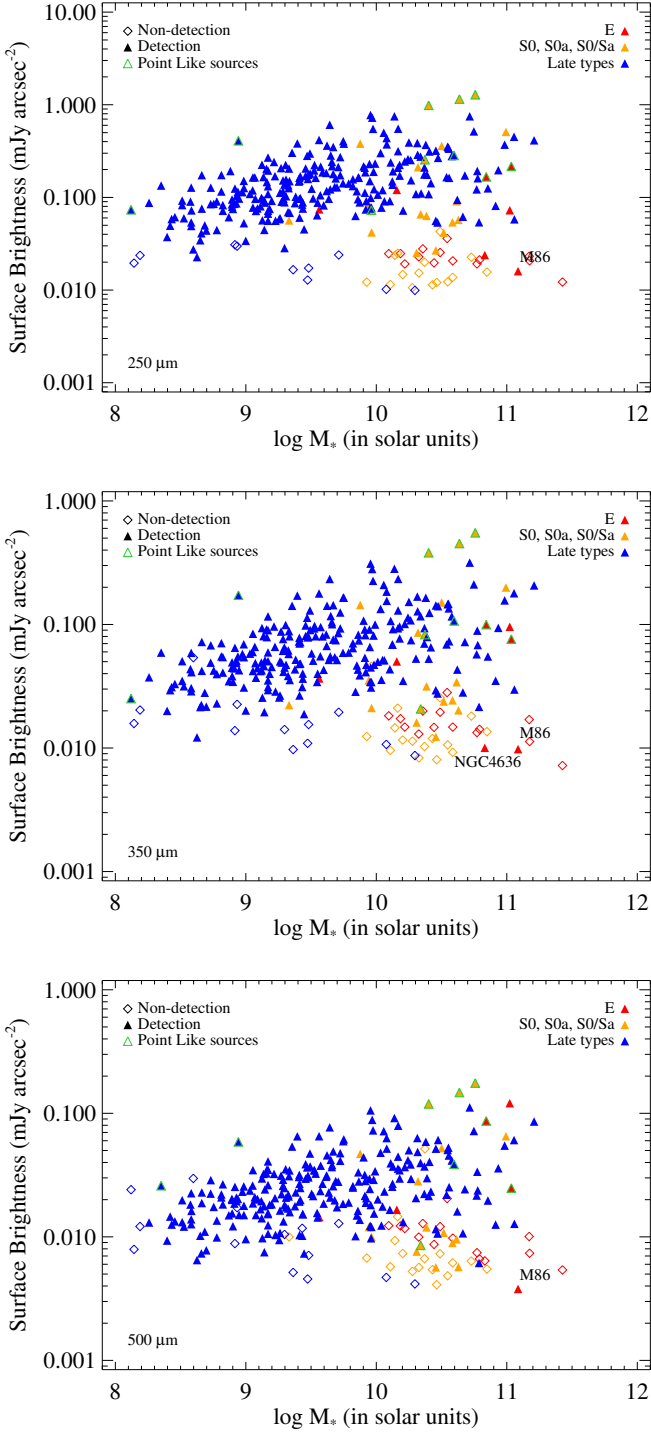


Fig. 5: The surface brightness versus the stellar mass at 250 (top panel), 350 (middle panel) and 500 μm (bottom panel). Filled triangles are for detections, empty triangles for non-detections. Red, orange and blue colors are for elliptical, lenticular and late-type galaxies, respectively. Triangles with a green contour are point-like sources.

- Column 18: Sky error at 350 μm , determined as in Equation 4 (err_{sky}^{350}).
- Column 19: Sky error at 500 μm , determined as in Equation 4 (err_{sky}^{500}).

The err_{inst} , err_{conf} and err_{sky} are not provided for point-like galaxies (i.e. flag 2) as their errors are calculated with a different method (see Section 4.4.1). The total errors provided in Table A.2 do not contain the calibration error of 7% which can be added in quadrature.

6. Comparison with the literature

Submillimetre photometry in the $\sim 250\text{--}550\ \mu\text{m}$ spectral domain is available for some HRS galaxies from Davies et al. (2012), Auld et al. (submitted), Dale et al. (2012) and Planck Collaboration et al. (2011).

Comparison with the HeViCS Bright Galaxy Catalogue

We compare our results with those of Davies et al. (2012) (Figure 6) who used a different method to perform the photometry. They carried out a study on 78 bright Virgo galaxies as part of the HeViCS. Before extracting flux densities, they smoothed and re-gridded the 250 μm and 350 μm images to the 500 μm resolution and pixel scale. They defined “by eye” elliptical apertures and a concentric annulus (for background estimation) on the 500 μm image and used them at all bands. For consistency with our work, we apply the K_4 corrections to their measurements, using the values given in Table 1. For the 59 galaxies in common to both the HRS and HeViCS surveys, mean values of the flux density ratios between their measurements on HeViCS fields and in this work are 1.00 ± 0.07 , 1.01 ± 0.07 and 0.99 ± 0.08 at 250, 350 and 500 μm . Thus our fluxes and those of Davies et al. (2012) are consistent with each other. Auld et al. (2012, submitted) present a comparison between the flux densities of the optically selected Virgo galaxies, from the Virgo Cluster Catalogue (VCC), and HRS ones, for galaxies in common. Despite the different techniques used (automatic for Auld et al. 2012), the measurements are in good agreement.

Comparison with KINGFISH

KINGFISH (Key Insights on Nearby Galaxies: A Far-Infrared Survey with *Herschel*; Kennicutt et al. 2011) is a survey of 61 nearby galaxies observed in PACS and SPIRE bands. Dale et al. (2012) provide the flux densities of this sample in which six galaxies are in common with the HRS. The comparison is important as the images of the targets are the same but the data reduction, map-making, and flux extraction use different methods. They carried out aperture photometry using ellipses and applied aperture correction, which are of the order of a few percents (Dale, private communication). They also applied Galactic extinction corrections to their measurements. These corrections are however very small since they do not exceed 0.4%, where this value has been determined for an object $b = 10^\circ$. The background is estimated by taking the mean value of several regions circumscribing the galaxy. The K_4 correction is applied to their flux densities to have consistency between their and our measurements.

Flux densities are compared in Figure 7 (left panel). Mean HRS to KINGFISH flux density ratios are 1.00 ± 0.02 , 1.01 ± 0.03 and 0.93 ± 0.04 at 250, 350, and 500 μm . At 250 and 350 μm the results are in very good agreement but not at 500 μm . This 7% discrepancy can be due to the differences in the data reduction and map-making or in the flux extraction procedures. To understand if its origin comes from the method used to perform

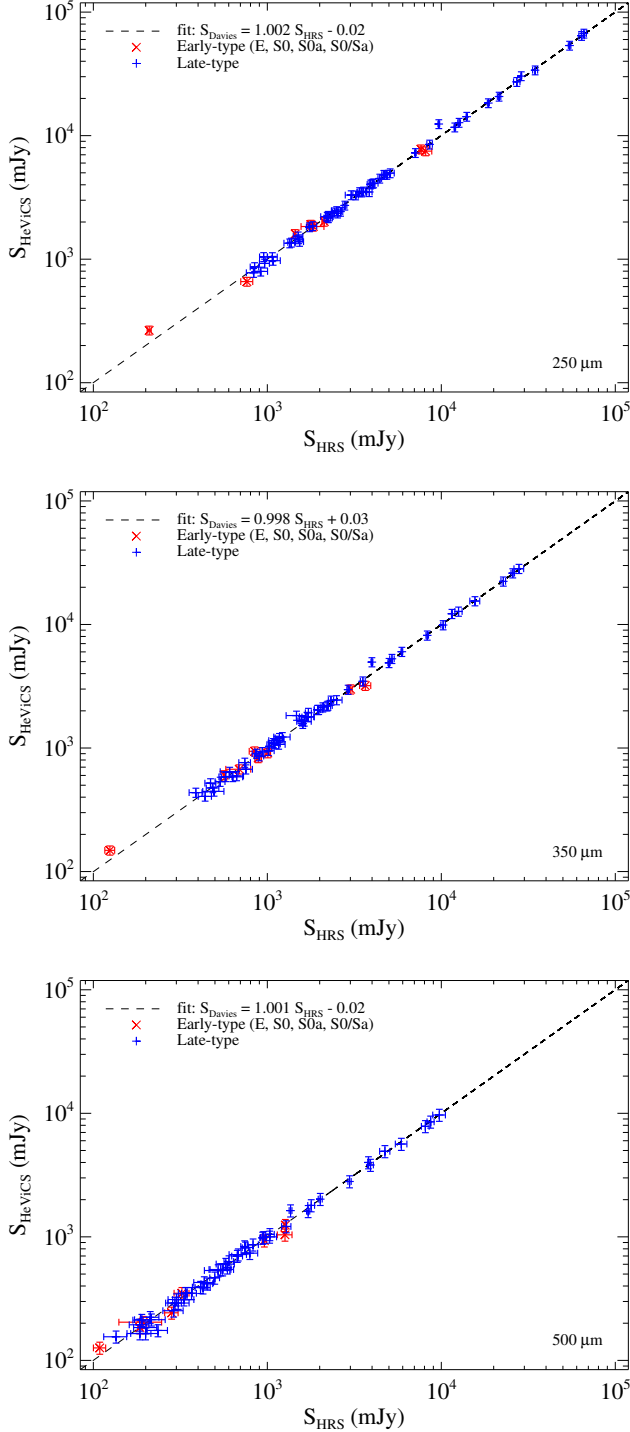


Fig. 6: A comparison of the flux densities of the 59 sources common to both the HRS sample and the HeViCS Virgo bright galaxy sample (Davies et al. 2012) at 250, 350 and 500 μm . Red triangles are for early type galaxies, blue triangles for late type galaxies. The dashed line indicates the linear fit.

the photometry, we apply our flux extraction technique on the public KINGFISH images. On Figure 7 (right panel), we show the flux density ratio of the measurements obtained in this work to those given by Dale et al. (2012) (crosses), as well as to those that we have extracted using our own procedure on the public KINGFISH images (diamonds). At 250 μm , all sets of

data are consistent. At 350 μm , the flux densities measured on KINGFISH images with our procedure are $\sim 4\%$ higher than ours. As the same method to extract fluxes is employed, this difference is due to the data reduction and map-making procedure applied by the SAG2 and the KINGFISH team. We note also a $\sim 4\%$ systematic difference between Dale et al. (2012) measurements and ours on the same images. This is due to the different flux extraction methods. At 500 μm , the flux densities measured on KINGFISH images with our procedure are $\sim 3\%$ lower than our measurements, this discrepancy comes from the different production of the images. As at 350 μm , we note the $\sim 4\%$ systematic error due to the different methods used to perform the photometry. The discrepancies observed between HRS and KINGFISH flux densities is thus a combination between differences in the production of the images and differences in the way the photometry is performed.

Comparison with *Planck*

We also compare our measurements with the *Planck* Early Release Compact Source Catalog (ERCSC) of the *Planck* Collaboration (Planck Collaboration et al. 2011). The catalogue contains flux densities derived from several method. To be consistent with this work, we use the measurements determined from aperture photometry. Cross-matching the two catalogues, we find 155 galaxies in common at 350 μm and 76 galaxies in common at 550 μm . The *Planck* FWHM are 4.23' at 350 μm and 4.47' at 550 μm . The photometry on the *Planck* compact sources was carried out using the FWHM of the band as the radius of the aperture. After visually inspecting each HRS galaxy with a corresponding *Planck* source, we excluded 11 sources because the *Planck* measurements may have potentially included other bright sources that lie within 5' of the galaxies.

The comparison between the data taken from the *Planck* catalogues and those presented here in Table A.2 is shown in Figure 8. Mean *Herschel* to *Planck* flux density ratios are 0.91 and 1.13 at 350 and 500 μm , respectively. At 500 μm , *Herschel* flux densities are on average higher than those of *Planck* at 550 μm . The discrepancy at 500 μm is in part due to the difference of wavelength. If we assume a modified black body with a β of 1.5, $T = 20\text{K}$, and assuming the relative colour corrections (1.02 for the SPIRE data, 0.91 for the *Planck* one, as indicated by the ERCSC Explanatory Supplement), we expect a flux density ratio of $S(500)_{\text{SPIRE}}/S(550)_{\text{Planck}} = 1.15$. Once correcting the *Planck* data for this difference, the same ratio drops to 0.98 at 500 μm and 0.96 at 350 μm . Colour corrections thus explain the mean differences between the two independent sets of data. They do not however explain other systematic differences such as those related to aperture effects. The major differences between the *Planck* measurements and ours are due to the different aperture sizes. Higher ratios correspond to galaxies that have a size larger than the *Planck* 350 μm FWHM. Lower ratios can be explained by the contribution of background sources, visible on *Herschel* images, present in the *Planck* beam (Figure 9). At low flux densities, *Planck* data are systematically higher than those of *Herschel*, probably due to the important contamination of background sources (Figure 8). Davies et al. (2012) also compared their results with those of the *Planck* Collaboration at 350 μm . The result of their linear fit is given in Figure 8, upper left panel (flux densities are not color corrected).

To understand this strong systematic difference between *Planck* measurements and ours, we carried out the photometric method used for the *Planck* catalogue on HRS images of the galaxies in common but using the aperture and sky annu-

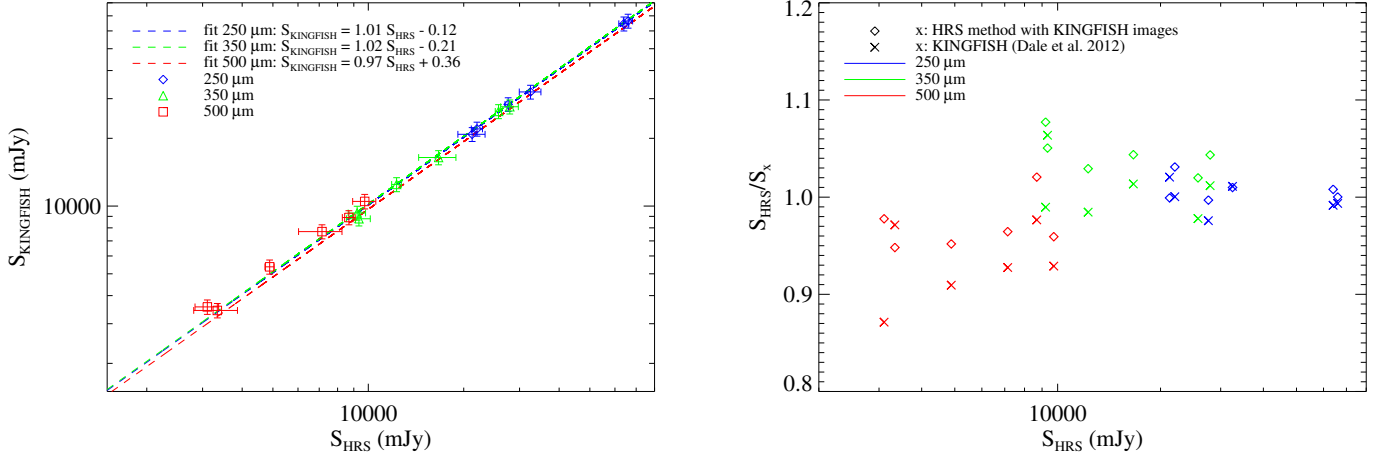


Fig. 7: Left panel: Comparison between KINGFISH (Dale et al. 2012) and HRS flux densities of six common galaxies: NGC 4254 (HRS 102), NGC 4321 (HRS 122), NGC 4536 (HRS 205), NGC 4569 (HRS 217), NGC 4579 (HRS 220) and NGC 4725 (HRS 263) in the three SPIRE bands. Blue diamonds, green triangles and red squares are for the 250, 350 and 500 μm measurements respectively. The dashed lines give the linear fits. Right panel: the flux density ratio obtained in this work to those given by Dale et al. (2012) (crosses), as well as to those that we have extracted using our own procedure from the public KINGFISH images (diamonds).

Table 7: Flux densities from different sources for the 4 galaxies shown in Figure 9, at 350 μm .

	HRS mJy	<i>Planck</i> mJy	HRS in <i>Planck</i> beam mJy
HRS 64	683 ± 62	1400 ± 132	1372 ± 810
HRS 213	31070 ± 687	24342 ± 1431	25504 ± 922
HRS 263	16657 ± 2242	11974 ± 574	14144 ± 815
HRS 276	1229 ± 90	2028 ± 147	1904 ± 809

lus defined by the *Planck* consortium. A circular aperture with a radius of $4.23'$ ($4.47'$) at 350 μm (500 μm) is used, and the background region is defined as a circular annulus with an inner radius of $4.23'$ ($4.47'$) at 350 μm (500 μm) and outer radius of $2 \times 4.23'$ ($2 \times 4.47'$) at 350 μm (500 μm). This is a rough approximation, and a more precise work would require a convolution of the *Herschel* images to the resolution of *Planck* which is beyond the purpose of the present paper. We rejected flux densities of galaxies with sizes bigger than the *Planck* beam, or faint galaxies contaminated by strong background sources within the *Planck* beam. Figure 8 (lower panels) shows the *Planck* photometry versus HRS photometry measured in *Planck* apertures only for galaxies with good flux density measurements, the associated flux densities are in Table 7. The results of the linear least squares fits show the consistency of the two sets of measurements. The HRS photometry in the beam of *Planck* is in good agreement with the flux densities of the *Planck* catalogue. Furthermore, the calibration error of *Planck* at 350 and 550 μm *Planck* is 7% (Planck HFI Core Team et al. 2011), associated with the calibration error of *Herschel*, we obtain 10%. We can conclude that, despite differences due to the choice of the aperture, our measurements are consistent with the *Planck* data. However, because of the various photometry issues but particularly the source blending issues, *Herschel* measurements should be used instead of *Planck* measurements for these galaxies whenever possible.

7. Data access

The table is available on the SAG2 *Herschel* Database in Marseille (HeDaM; Roehlly et al. in preparation) at <http://hedam.oamp.fr/HRS/>. An electronic version of the catalogue and a README file can be downloaded there. The README describes how the photometry is performed for both extended and point-like sources. Through this database, we plan in the next future to give access to the community to all *Herschel* and ancillary data of the HRS galaxies.

8. Conclusion

We present the flux densities of the 323 galaxies of the *Herschel* Reference Survey in the three SPIRE bands. For extended galaxies, aperture photometry on elliptical regions is performed using the "Funcnts" DS9/Funtools task. The background contribution is estimated calculating the mean value of the pixels within a concentric circular annulus. A different technique is used for point-like sources, where a PSF fitting is directly performed on timeline data. We compare our results with those of Davies et al. (2012), KINGFISH (Dale et al. 2012) and the *Planck* Early Science Compact Source Catalog (Planck Collaboration et al. 2011). Our measurements and those of Davies et al. (2012) and Dale et al. (2012) are consistent. Despite the different size of PSF between SPIRE and *Planck*, our flux densities and those of the *Planck* Consortium are in a good agreement. The catalogue is publicly available on the HeDaM database.

Acknowledgements. We thank the referee for precious comments and suggestions which helped improving the quality of the manuscript. LC thanks Daniel Dale for enlightening discussions about the photometry of extended galaxies. LC although thanks Samuel Boissier and Sébastien Heinis for useful discussions. AB thanks the ESO visiting program committee for inviting him at the Garching headquarters for a two months staying. SB, SdiSA and CP acknowledge financial support by ASI through the ASI-INAF grants I/016/07/0 and I/009/10/0. SPIRE has been developed by a consortium of institutes led by Cardiff Univ. (UK) and including Univ. Lethbridge (Canada); NAOC (China); CEA, LAM (France); IFSI, Univ. Padua (Italy); IAC (Spain); Stockholm Observatory (Sweden); Imperial College London, RAL, UCL-MSSL, UKATC, Univ. Sussex (UK); Caltech, JPL, NHS C, Univ. Colorado (USA). This development has been supported by national funding agencies: CSA (Canada);

NAOC (China); CEA, CNES, CNRS (France); ASI (Italy); MCINN (Spain); SNSB (Sweden); STFC, UKSA (UK); and NASA (USA). This research has made use of the NASA/IPAC ExtraGalactic Database (NED) which is operated by the Jet Propulsion Laboratory, California Institute of Technology, under contract with the National Aeronautics and Space Administration. The research leading to these results has received funding from the European Community's Seventh Framework Programme (/FP7/2007-2013/) under grant agreement No 229517. This research has made use of the NASA/IPAC ExtraGalactic Database (NED) which is operated by the Jet Propulsion Laboratory, California Institute of Technology, under contract with the National Aeronautics and Space Administration and of the GOLDMine database (<http://goldmine.mib.infn.it/>). The Dark Cosmology Centre is funded by the Danish National Research Foundation.

References

- Abazajian, K. N., Adelman-McCarthy, J. K., Agüeros, M. A., et al. 2009, *ApJS*, 182, 543
- Baer, M., Clemens, M., Xilouris, E. M., et al. 2010, *A&A*, 518, L53
- Becker, R. H., White, R. L., & Helfand, D. J. 1995, *ApJ*, 450, 559
- Bendo, G. J., Boselli, A., Dariush, A., et al. 2012a, *MNRAS*, 419, 1833
- Bendo, G. J., Galliano, F., & Madden, S. C. 2012b, *ArXiv e-prints*, 1202.4629
- Bendo, G. J., Wilson, C. D., Warren, B. E., et al. 2010, *MNRAS*, 402, 1409
- Bianchi, S., Alton, P. B., & Davies, J. I. 2000, in *ESA Special Publication*, Vol. 455, *ISO Beyond Point Sources: Studies of Extended Infrared Emission*, ed. R. J. Laureijs, K. Leech, & M. F. Kessler, 149
- Bianchi, S. & Schneider, R. 2007, *MNRAS*, 378, 973
- Binggeli, B., Sandage, A., & Tammann, G. A. 1985, *AJ*, 90, 1681
- Boquien, M., Buat, V., Boselli, A., et al. 2012, *ArXiv e-prints*, 1201.2405
- Boquien, M., Calzetti, D., Combes, F., et al. 2011, *AJ*, 142, 111
- Boselli, A., Boissier, S., Cortese, L., et al. 2009, *ApJ*, 706, 1527
- Boselli, A., Boissier, S., Heinis, S., et al. 2011, *A&A*, 528, A107
- Boselli, A., Ciesla, L., Buat, V., et al. 2010a, *A&A*, 518, L61
- Boselli, A., Ciesla, L., Cortese, L., et al. 2012, *ArXiv e-prints*, 1201.2305
- Boselli, A., Eales, S., Cortese, L., et al. 2010b, *PASP*, 122, 261
- Boselli, A., Sauvage, M., Lequeux, J., Donati, A., & Gavazzi, G. 2003, *A&A*, 406, 867
- Clayton, D. D., Arnett, D., Kane, J., & Meyer, B. S. 1997, *ApJ*, 486, 824
- Condon, J. J., Cotton, W. D., Greisen, E. W., et al. 1998, *AJ*, 115, 1693
- Cortese, L., Ciesla, L., Boselli, A., et al. 2012, *ArXiv e-prints*, 1201.2762
- Cortese, L., Davies, J. I., Pohlen, M., et al. 2010, *A&A*, 518, L49
- Dale, D. A., Aniano, G., Engelbracht, C. W., et al. 2012, *ApJ*, 745, 95
- Davies, J. I., Bianchi, S., Cortese, L., et al. 2012, *MNRAS*, 419, 3505
- Devereux, N. A. & Young, J. S. 1990, in *NASA Conference Publication*, Vol. 3084, *NASA Conference Publication*, ed. D. J. Hollenbach & H. A. Thronson Jr., 92
- Dowell, C. D., Pohlen, M., Pearson, C., et al. 2010, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 7731, *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*
- Dreyer, J. L. E. 1888, *MNRAS*, 49, 1
- Dreyer, J. L. E. 1895, *MNRAS*, 51, 185
- Dwek, E. 1998, *ApJ*, 501, 643
- Ferrarese, L., Côté, P., Jordán, A., et al. 2006, *ApJS*, 164, 334
- Galametz, M., Madden, S. C., Galliano, F., et al. 2011, *A&A*, 532, A56
- Galliano, F., Dwek, E., & Chantal, P. 2008, *ApJ*, 672, 214
- Gavazzi, G., Boselli, A., Donati, A., Franzetti, P., & Scodreggio, M. 2003, *A&A*, 400, 451
- Gavazzi, G., Pierini, D., & Boselli, A. 1996, *A&A*, 312, 397
- Gehrz, R. 1989, in *IAU Symposium*, Vol. 135, *Interstellar Dust*, ed. L. J. Allamandola & A. G. G. M. Tielens, 445
- Gomez, H. L., Baer, M., Cortese, L., et al. 2010a, *A&A*, 518, L45
- Gomez, H. L., Clark, C. J. R., Nozawa, T., et al. 2012, *MNRAS*, 2206
- Gomez, H. L., Vlahakis, C., Stretch, C. M., et al. 2010b, *MNRAS*, 401, L48
- Gordon, K. D., Galliano, F., Hony, S., et al. 2010, *A&A*, 518, L89
- Griffin, M., Ade, P., André, P., et al. 2009, in *EAS Publications Series*, Vol. 34, *EAS Publications Series*, ed. L. Pagani & M. Gerin, 33–42
- Griffin, M. J., Abergel, A., Abreu, A., et al. 2010, *A&A*, 518, L3
- Haynes, M. P., Magri, C. A., & Giovanelli, R. 1984, in *Bulletin of the American Astronomical Society*, Vol. 16, *Bulletin of the American Astronomical Society*, 882
- Höfner, S. 2009, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 414, *Cosmic Dust - Near and Far*, ed. T. Henning, E. Grün, & J. Steinacker, 3
- Holland, W. S., Robson, E. I., Gear, W. K., et al. 1999, *MNRAS*, 303, 659
- Jarrett, T. H., Chester, T., Cutri, R., Schneider, S. E., & Huchra, J. P. 2003, *AJ*, 125, 525
- Kennicutt, R. C., Calzetti, D., Aniano, G., et al. 2011, *PASP*, 123, 1347
- Matsuura, M., Dwek, E., Meixner, M., et al. 2011, *Science*, 333, 1258
- Moshir, M. & et al. 1990, in *IRAS Faint Source Catalogue*, version 2.0 (1990)
- Murakami, H., Baba, H., Barthel, P., et al. 2007, *PASJ*, 59, 369
- Nguyen, H. T., Schulz, B., Levenson, L., et al. 2010, *A&A*, 518, L5
- Nilson, P. 1973, *Uppsala general catalogue of galaxies*, ed. Nilson, P.
- Ott, S. 2011, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 442, *Astronomical Data Analysis Software and Systems XX*, ed. I. N. Evans, A. Accomazzi, D. J. Mink, & A. H. Rots, 347
- Planck Collaboration, Ade, P. A. R., Aghanim, N., et al. 2011, *A&A*, 536, A7
- Planck HFI Core Team, Ade, P. A. R., Aghanim, N., et al. 2011, *A&A*, 536, A6
- Sanders, D. B., Mazzarella, J. M., Kim, D.-C., Surace, J. A., & Soifer, B. T. 2003, *AJ*, 126, 1607
- Sauvage, M. & Thuan, T. X. 1994, *ApJ*, 429, 153
- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, *ApJ*, 500, 525
- Smith, M. W. L., Gomez, H. L., Eales, S. A., et al. 2012, *ArXiv e-prints*, 1112.1408
- Soifer, B. T., Boehmer, L., Neugebauer, G., & Sanders, D. B. 1989, *AJ*, 98, 766
- Swinyard, B. M., Ade, P., Baluteau, J.-P., et al. 2010, *A&A*, 518, L4
- Thuan, T. X. & Sauvage, M. 1992, *A&AS*, 92, 749
- Wolfire, M. G., Hollenbach, D., McKee, C. F., Tielens, A. G. G. M., & Bakes, E. L. O. 1995, *ApJ*, 443, 152
- Young, J. S., Allen, L., Kenney, J. D. P., Lesser, A., & Rownd, B. 1996, *AJ*, 112, 1903
- Zwicky, F., Herzog, E., & Wild, P. 1968, *Catalogue of galaxies and of clusters of galaxies*, ed. Zwicky, F., Herzog, E., & Wild, P.

Appendix A: Tables

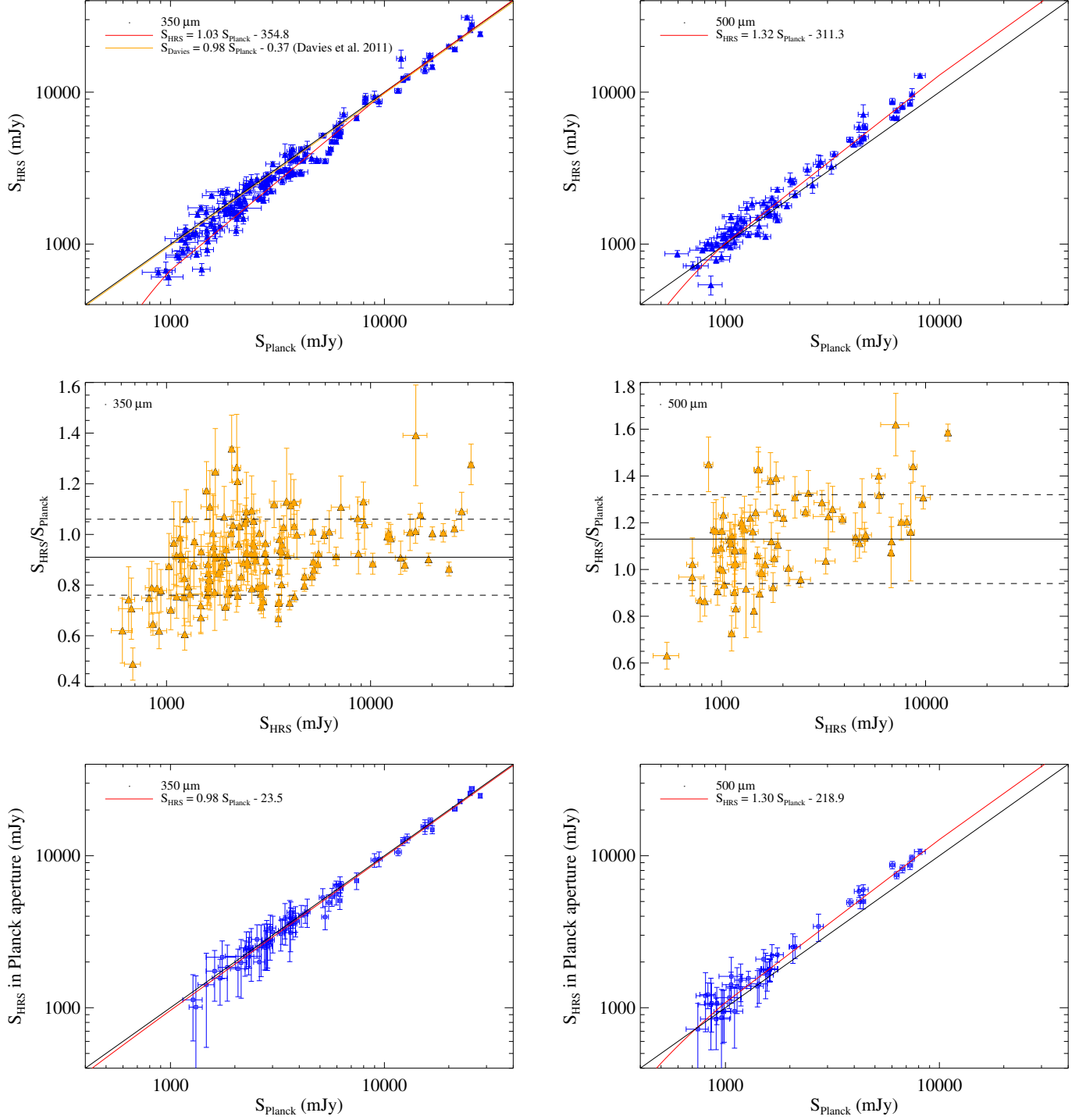


Fig. 8: Upper panels: the HRS versus *Planck* flux densities of 144 bright galaxies at 350 μm and 76 bright galaxies at 500 μm . The black lines are the one to one relationship in log scale. The red lines are the results of the linear fit; the orange line, on the 350 μm plot, is the result of Davies et al. (2012) linear least squares fit. Middle panels: the HRS/*Planck* flux density ratio versus the HRS flux densities at 350 μm and 500 μm . The black line corresponds to the mean ratio, the dashed lines correspond to the standard deviation of the ratios. Lower panels: *Planck* flux densities versus HRS flux densities measured in the aperture used by the *Planck* Consortium at 350 μm and 500 μm .

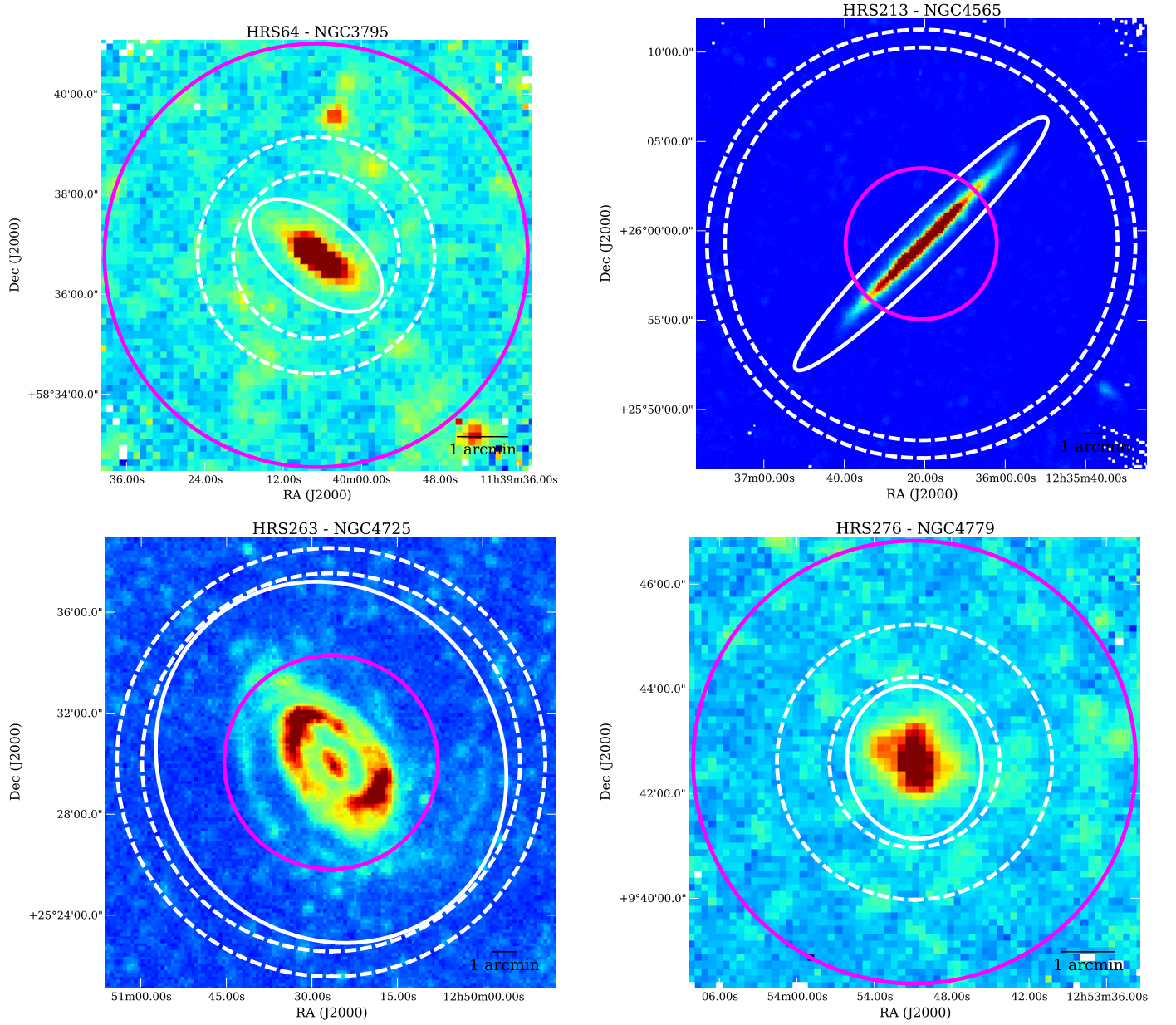


Fig. 9: Comparison between *Planck* and *Herschel* aperture photometry on $350\ \mu\text{m}$ SPIRE images, with in white, the apertures used for *Herschel* photometry and in dashed white for the background estimation, in magenta the aperture used by the *Planck* consortium on *Planck* images.

Table A.1: Apertures used for the on source and sky background estimates (see Section 4.2).

HRS	CGCG	VCC	UGC	NGC	IC	RA	Dec	a_{IR} (arcsec)	b_{IR} (arcsec)	PA (degree)	r_{in}^{bck} (arcsec)	r_{out}^{bck} (arcsec)
1	123035	-	-	-	-	154.415	22.8100	47	40	170	46	106
2	124004	-	5588	-	-	155.238	25.3650	46	45	40	62	103
3	94026	-	5617	3226	-	155.863	19.8980	39	38	15	300	354
4	94028	-	5620	3227	-	155.877	19.8650	117	97	155	249	309
5	94052	-	-	-	610	156.618	20.2280	80	47	28	86	146
6	154016	-	5662	3245	-	156.755	28.6390	125	45	150	153	213
7	154017	-	5663	3245	-	156.827	28.5070	20	20	-	150	210
8	154020	-	5685	3254	-	157.333	29.4910	210	66	46	232	292
9	154026	-	5731	3277	-	158.231	28.5120	81	73	25	90	150
10	183028	-	5738	-	-	158.624	35.2570	55	43	30	74	148
11	124038	-	5742	3287	-	158.697	21.6480	87	41	20	97	157
12	124041	-	-	-	-	158.925	26.1260	28	22	20	31	91
13	183030	-	5753	3294	-	159.068	37.3250	149	76	115	165	225
14	124045	-	5767	3301	-	159.234	21.8820	42	42	55	165	225
15	65087	-	5826	3338	-	160.531	13.7470	247	152	100	273	333
16	94116	-	5842	3346	-	160.912	14.8720	112	98	108	125	185
17	95019	-	5887	3370	-	161.767	17.2740	132	74	150	146	206
18	155015	-	5906	3380	-	162.051	28.6020	71	56	20	79	139
19	184016	-	5909	3381	-	162.103	34.7110	85	78	55	94	154
20	184018	-	5931	3395	2613	162.459	32.9830	83	62	50	125	192
21	155028	-	5958	-	-	162.816	27.8490	78	45	180	86	127
22	155029	-	5959	3414	-	162.818	27.9750	81	71	10	165	225
23	184028	-	5972	3424	-	162.943	32.9010	108	59	110	131	191
24	184029	-	5982	3430	-	163.048	32.9500	167	94	35	185	245
25	125013	-	5995	3437	-	163.149	22.9340	101	67	117	116	176
26	184031	-	5990	-	-	163.160	34.4830	58	34	15	62	122
27	184034	-	6001	3442	-	163.284	33.9100	55	47	178	79	143
28	155035	-	6023	3451	-	163.587	27.2400	79	48	50	79	139
29	95060	-	6026	3454	-	163.623	17.3440	90	51	115	91	144
30	95062	-	6028	3455	-	163.630	17.2850	99	61	70	110	170
31	267027	-	6024	3448	-	163.663	54.3050	236	74	65	261	321
32	95065	-	6030	3457	-	163.703	17.6210	38	38	-	167	217
33	95085	-	6077	3485	-	165.010	14.8420	88	76	60	97	157
34	95097	-	6116	3501	-	165.697	17.9890	166	52	30	180	240
35	267037	-	6115	3499	-	165.796	56.2220	34	30	20	37	97
36	155049	-	6118	3504	-	165.797	27.9730	112	87	150	125	185
37	155051	-	6128	3512	-	166.012	28.0370	68	63	138	75	135
38	38129	-	6167	3526	-	166.736	7.1740	82	44	55	88	148
39	66115	-	6169	-	-	166.764	12.0600	80	39	180	86	146
40	67019	-	6209	3547	-	167.483	10.7210	80	39	7	107	148
41	96011	-	6267	3592	-	168.613	17.2600	73	41	117	82	142
42	96013	-	6277	3596	-	168.776	14.7870	170	162	180	188	248
43	96022	-	6299	3608	-	169.246	18.1490	28	28	-	146	206
44	96026	-	6320	-	-	169.572	18.8470	54	51	107	65	117
45	291054	-	6330	3619	-	169.840	57.7580	78	75	115	125	185
46	96029	-	6343	3626	-	170.016	18.3570	58	54	160	125	185
47	156064	-	6352	3629	-	170.133	26.9630	96	68	65	106	166
48	268021	-	6360	3631	-	170.262	53.1700	210	200	118	232	292
49	39130	-	6368	3640	-	170.279	3.2350	35	35	-	185	245
50	96037	-	6396	3655	-	170.728	16.5900	76	52	30	92	149
51	96038	-	6405	3659	-	170.939	17.8190	86	61	55	97	157
52	268030	-	6406	3657	-	170.982	52.9210	60	54	160	67	127
53	67071	-	6420	3666	-	171.109	11.3420	183	50	95	203	263
54	96045	-	6445	3681	-	171.624	16.8630	94	75	165	104	164
55	96047	-	6453	3684	-	171.797	17.0300	121	84	125	134	194
56	291072	-	6458	3683	-	171.883	56.8770	82	64	128	86	146
57	96049	-	6460	3686	-	171.933	17.2240	133	104	25	148	208
58	96050	-	6464	3691	-	172.039	16.9210	52	41	30	78	140
59	67084	-	6474	3692	-	172.100	9.4080	132	48	95	135	186
60	268051	-	6547	3729	-	173.456	53.1260	118	80	15	131	191
61	292009	-	6575	-	-	174.110	58.1910	82	24	171	186	245
62	186012	-	6577	3755	-	174.139	36.4100	132	57	115	146	206
63	268063	-	6579	3756	-	174.200	54.2940	175	87	179	193	253
64	292017	-	6629	3795	-	175.029	58.6130	92	48	53	99	142
65	292019	-	6640	3794	-	175.223	56.2020	94	60	120	104	164
66	186024	-	6651	3813	-	175.328	36.5470	94	46	85	104	164
67	268076	-	6706	3846	-	176.062	55.0350	83	55	60	107	158
68	186045	-	-	-	-	176.608	34.8530	20	20	-	75	113
69	268088	-	6787	3898	-	177.314	56.0840	183	107	108	203	263
70	-	-	-	-	2969	178.130	-3.8720	61	51	105	229	278
71	292042	-	6860	3945	-	178.307	60.6760	220	145	165	244	304
72	-	-	-	3952	2972	178.419	-3.9970	81	48	79	85	142
73	269013	-	6870	3953	-	178.454	52.3270	243	129	13	321	381

Table A.1: continued.

HRS	CGCG	VCC	UGC	NGC	IC	RA	Dec	a_{IR} (arcsec)	b_{IR} (arcsec)	PA (degree)	r_{in}^{bck} (arcsec)	r_{out}^{bck} (arcsec)
74	269019	-	6918	3982	-	179.117	55.1250	98	85	38	108	168
75	269020	-	6919	-	-	179.156	55.6330	51	40	90	70	131
76	269022	-	6923	-	-	179.206	53.1600	84	34	170	93	153
77	13033	-	6993	4030	-	180.098	-1.1000	175	126	31	193	253
78	98019	-	6995	4032	-	180.137	20.0740	78	76	176	175	252
79	69024	-	7001	4019	755	180.293	14.1040	107	52	145	147	195
80	69027	-	7002	4037	-	180.349	13.4010	105	85	15	203	267
81	13046	-	7021	4045	-	180.676	1.9770	126	93	5	139	199
82	98037	-	-	-	-	180.900	16.0560	57	54	105	63	109
83	41031	-	7035	-	-	180.917	2.6410	47	45	150	51	111
84	69036	-	7048	4067	-	181.048	10.8540	50	37	45	55	115
85	243044	-	7095	4100	-	181.536	49.5820	225	74	163	249	309
86	41041	-	7111	4116	-	181.903	2.6920	159	100	163	176	236
87	69058	-	7117	4119	-	182.040	10.3790	68	50	150	190	250
88	41042	-	7116	4123	-	182.046	2.8780	210	162	105	232	292
89	69088	66	7215	4178	-	183.193	10.8660	224	78	30	248	308
90	13104	-	7214	4179	-	183.217	1.3000	91	91	-	176	236
91	98108	92	7231	4192	-	183.451	14.9000	410	109	155	454	514
92	69101	131	7255	-	3061	183.768	14.0290	101	51	120	120	180
93	187029	-	7256	4203	-	183.771	33.1970	103	84	180	157	217
94	69104	145	7260	4206	-	183.820	13.0240	205	51	180	237	297
95	69107	152	7268	4207	-	183.877	9.5850	82	37	120	91	151
96	69110	157	7275	4212	-	183.914	13.9020	151	84	75	167	227
97	69112	167	7284	4216	-	183.977	13.1490	383	90	19	424	484
98	69119	187	7291	4222	-	184.094	13.3070	144	47	55	163	223
99	69123	213	7305	-	3094	184.233	13.6250	39	29	92	61	111
100	98130	226	7315	4237	-	184.298	15.3240	84	48	105	93	153
101	158060	-	7338	4251	-	184.535	28.1750	87	87	-	168	228
102	98144	307	7345	4254	-	184.707	14.4160	258	235	60	285	345
103	42015	341	7361	4260	-	184.843	6.0990	68	35	45	83	128
104	99015	-	7366	-	-	184.869	17.2300	50	50	-	55	115
105	99014	355	7365	4262	-	184.877	14.8780	44	44	-	52	146
106	42032	393	7385	4276	-	185.031	7.6920	88	88	-	97	157
107	42033	404	7387	-	-	185.072	4.2010	81	39	15	86	136
108	42037	434	-	4287	-	185.202	5.6400	76	34	70	77	131
109	42038	449	7403	4289	-	185.259	3.7220	180	37	1	201	261
110	70024	465	7407	4294	-	185.324	11.5110	165	52	160	183	243
111	99024	483	7412	4298	-	185.387	14.6060	101	75	140	287	402
112	42044	492	7413	4300	-	185.423	5.3850	90	29	40	147	189
113	99027	497	7418	4302	-	185.427	14.5980	270	59	177	313	373
114	42045	508	7420	4303	-	185.479	4.4740	276	224	162	306	366
115	42047	517	7422	-	-	185.505	5.1000	57	36	170	65	125
116	70031	522	7432	4305	-	185.515	12.7410	109	109	-	120	180
117	70029	524	7431	4307	-	185.523	9.0440	160	46	25	159	219
118	42053	552	7439	-	-	185.613	4.5660	79	60	170	80	98
119	99029	559	7442	4312	-	185.631	15.5380	214	52	170	237	297
120	70034	570	7445	4313	-	185.661	11.8010	214	48	143	237	297
121	70035	576	7447	4316	-	185.676	9.3320	107	46	110	107	160
122	99030	596	7450	4321	-	185.729	15.8220	383	340	30	424	484
123	42063	613	7451	4324	-	185.776	5.2500	147	42	53	149	223
124	70039	630	7456	4330	-	185.822	11.3680	246	60	64	345	422
125	42068	648	7461	4339	-	185.896	6.0820	22	22	-	107	167
126	99036	654	7467	4340	-	185.897	16.7220	86	86	-	167	227
127	42070	656	7465	4343	-	185.911	6.9540	108	43	130	109	160
128	42072	667	7469	-	3259	185.952	7.1870	79	39	15	87	147
129	99038	685	7473	4350	-	185.991	16.6930	20	20	-	148	208
130	70045	692	7476	4351	-	186.007	12.2050	83	62	70	100	178
131	42079	697	7474	-	3267	186.023	7.0410	65	65	-	72	132
132	42080	699	7477	-	3268	186.031	6.6070	81	57	22	90	150
133	158099	-	7483	4359	-	186.046	31.5220	149	48	105	219	295
134	70048	713	7482	4356	-	186.061	8.5360	135	36	40	148	208
135	42083	731	7488	4365	-	186.118	7.3170	78	78	-	405	465
136	42089	758	7492	4370	-	186.229	7.4450	73	36	80	81	141
137	70057	759	7493	4371	-	186.231	11.7040	122	122	-	237	297
138	70058	763	7494	4374	-	186.266	12.8870	20	20	-	139	265
139	42093	787	7498	4376	-	186.325	5.7410	77	44	135	85	145
140	42092	785	7497	4378	-	186.325	4.9250	128	104	160	142	202
141	70061	792	7503	4380	-	186.342	10.0170	147	73	155	163	223
142	99044	801	7507	4383	-	186.356	16.4700	109	54	20	120	180
143	42095	827	7513	-	-	186.428	7.2170	156	43	155	167	227
144	70068	836	7520	4388	-	186.445	12.6620	214	52	90	237	297
145	70067	849	7519	4390	-	186.461	10.4590	91	76	125	101	161
146	42098	851	7518	-	3322	186.475	7.5550	91	38	160	100	160

Table A.1: continued.

HRS	CGCG	VCC	UGC	NGC	IC	RA	Dec	a_{IR} (arcsec)	b_{IR} (arcsec)	PA (degree)	r_{in}^{bck} (arcsec)	r_{out}^{bck} (arcsec)
147	42099	859	7522	-	-	186.493	3.4300	121	40	130	135	195
148	99049	865	7526	4396	-	186.495	15.6720	141	57	125	156	216
149	70071	873	7528	4402	-	186.531	13.1130	165	48	90	183	243
150	70072	881	7532	4406	-	186.549	12.9460	129	113	130	430	495
151	70076	912	7538	4413	-	186.634	12.6110	122	73	15	135	195
152	42104	921	7536	4412	-	186.650	3.9650	79	65	76	87	147
153	42105	938	7541	4416	-	186.695	7.9190	91	85	145	111	157
154	70082	939	7546	-	-	186.697	8.8850	103	98	165	152	213
155	70080	944	7542	4417	-	186.711	9.5840	86	86	-	167	227
156	99054	958	7551	4419	-	186.735	15.0470	147	58	133	163	223
157	42106	957	7549	4420	-	186.744	2.4940	86	50	8	93	153
158	42107	971	7556	4423	-	186.787	5.8800	128	50	20	142	202
159	70090	979	7561	4424	-	186.798	9.4210	85	80	100	201	261
160	42111	1002	7566	4430	-	186.860	6.2630	93	89	120	225	316
161	70093	1003	7568	4429	-	186.861	11.1070	20	20	-	377	437
162	70098	1030	7575	4435	-	186.919	13.0790	83	77	10	96	148
163	70097	1043	7574	4438	-	186.940	13.0090	134	118	27	327	404
164	70099	1047	7581	4440	-	186.973	12.2930	84	84	-	93	153
165	42117	1048	7579	-	-	186.981	5.7210	77	35	130	87	147
166	70100	1062	7583	4442	-	187.016	9.8040	121	121	-	234	294
167	70104	1086	7587	4445	-	187.066	9.4360	93	33	105	103	208
168	70108	1091	7590	-	-	187.078	8.7290	57	37	175	127	174
169	99063	-	7595	-	3391	187.114	18.4150	63	50	95	66	125
170	99062	1110	7594	4450	-	187.124	17.0850	258	169	171	285	345
171	70111	1118	7600	4451	-	187.169	9.2590	82	40	170	91	151
172	99065	1126	7602	-	3392	187.180	14.9990	122	48	40	135	195
173	42124	1145	7609	4457	-	187.246	3.5710	95	94	165	135	195
174	70116	1154	7614	4459	-	187.250	13.9790	20	20	-	156	216
175	70115	1158	7613	4461	-	187.262	13.1840	84	84	-	163	223
176	70121	1190	7622	4469	-	187.367	8.7500	84	48	85	201	261
177	42132	1205	7627	4470	-	187.407	7.8240	77	48	180	85	145
178	42134	1226	7629	4472	-	187.445	8.0010	92	92	-	476	536
179	70125	1231	7631	4473	-	187.454	13.4290	36	36	-	187	247
180	70129	1253	7638	4477	-	187.509	13.6360	55	44	35	95	148
181	70133	1279	7645	4478	-	187.573	12.3290	22	22	-	87	147
182	42139	1290	7647	4480	-	187.612	4.2470	83	60	170	93	153
183	70139	1316	7654	4486	-	187.706	12.3910	58	57	159	374	470
184	70140	1326	7657	4491	-	187.738	11.4840	79	39	148	87	147
185	42141	1330	7656	4492	-	187.749	8.0780	82	82	-	91	151
186	129005	-	7662	4494	-	187.850	25.7750	26	25	180	222	282
187	42144	1375	7668	4505	-	187.913	3.9390	199	158	70	221	281
188	99075	1379	7669	4498	-	187.915	16.8530	119	64	125	132	192
189	99077	1393	7676	-	797	187.978	15.1240	70	46	108	78	138
190	99076	1401	7675	4501	-	187.997	14.4200	303	162	140	336	396
191	99078	1410	7677	4502	-	188.014	16.6880	62	32	40	94	177
192	70152	1419	7682	4506	-	188.044	13.4200	36	29	105	100	160
193	70157	1450	7695	-	3476	188.174	14.0500	94	72	30	120	180
194	14063	-	7694	4517	-	188.190	0.1150	462	86	80	511	571
195	99087	1479	7703	4516	-	188.281	14.5750	90	90	-	100	160
196	70167	1508	7709	4519	-	188.376	8.6550	151	109	152	167	227
197	70168	1516	7711	4522	-	188.415	9.1750	169	42	33	187	247
198	159016	-	7714	4525	-	188.463	30.2770	126	67	65	159	214
199	99090	1532	7716	-	800	188.486	15.3550	82	59	150	91	151
200	42155	1535	7718	4526	-	188.513	7.6990	71	68	163	325	385
201	42156	1540	7721	4527	-	188.535	2.6540	246	78	67	272	332
202	70173	1549	7728	-	3510	188.562	11.0720	22	22	-	51	111
203	42158	1554	7726	4532	-	188.581	6.4680	112	51	166	120	180
204	42159	1555	7727	4535	-	188.585	8.1980	270	232	180	308	397
205	14068	1562	7732	4536	-	188.613	2.1880	303	137	140	336	396
206	42162	1575	7736	-	3521	188.664	7.1600	84	59	18	167	234
207	99093	1588	7742	4540	-	188.712	15.5510	79	66	145	132	202
208	99096	1615	7753	4548	-	188.860	14.4960	252	209	150	279	339
209	-	-	-	4546	-	188.873	-3.7930	104	75	80	135	188
210	70182	1619	7757	4550	-	188.878	12.2210	20	20	-	108	159
211	70184	1632	7760	4552	-	188.916	12.5560	65	65	-	336	396
212	99098	-	7768	4561	-	189.034	19.3230	77	62	110	87	147
213	129010	-	7772	4565	-	189.087	25.9880	595	80	135	659	719
214	70186	1664	7773	4564	-	189.113	11.4390	38	38	-	201	261
215	70189	1673	7777	4567	-	189.136	11.2580	86	41	75	204	265
216	70188	1676	7776	4568	-	189.143	11.2390	93	53	33	206	266
217	70192	1690	7786	4569	-	189.208	13.1630	258	157	23	498	558
218	42178	1692	7785	4570	-	189.223	7.2470	84	84	-	163	223
219	70195	1720	7793	4578	-	189.377	9.5550	90	90	-	175	235

Table A.1: continued.

HRS	CGCG	VCC	UGC	NGC	IC	RA	Dec	a_{IR} (arcsec)	b_{IR} (arcsec)	PA (degree)	r_{in}^{bck} (arcsec)	r_{out}^{bck} (arcsec)
220	70197	1727	7796	4579	-	189.431	11.8180	264	204	100	292	352
221	42183	1730	7794	4580	-	189.452	5.3680	83	73	160	100	160
222	70199	1757	7803	4584	-	189.574	13.1100	82	44	20	91	151
223	42186	1758	7802	-	-	189.587	7.8910	76	40	55	87	147
224	42187	1760	7804	4586	-	189.618	4.3190	181	48	115	201	261
225	70202	1778	7817	-	3611	189.767	13.3640	33	30	115	81	141
226	42191	1780	7821	4591	-	189.802	6.0120	82	37	40	91	151
227	14091	-	7819	4592	-	189.828	-0.5320	241	63	95	267	327
228	-	-	-	-	-	189.843	-5.6650	22	22	-	39	79
229	70204	1809	7825	-	3631	189.950	12.9740	46	46	-	51	111
230	99106	1811	7826	4595	-	189.966	15.2980	90	59	110	100	160
231	70206	1813	7828	4596	-	189.983	10.1760	20	20	-	221	281
232	70213	1859	7839	4606	-	190.240	11.9120	66	56	33	308	412
233	70216	1868	7843	4607	-	190.302	11.8870	163	56	4	280	376
234	70214	1869	7842	4608	-	190.305	10.1560	103	103	-	199	259
235	42205	1883	7850	4612	-	190.387	7.3150	51	51	-	100	160
236	70223	1903	7858	4621	-	190.510	11.6470	69	69	-	356	416
237	42208	1923	7871	4630	-	190.630	3.9600	97	67	10	102	147
238	14109	-	7869	4629	-	190.636	-1.3510	57	51	80	64	124
239	99112	1932	7875	4634	-	190.671	14.2960	119	51	156	309	390
240	70229	1938	7880	4638	-	190.698	11.4430	48	48	-	93	153
241	43002	1939	7878	4636	-	190.708	2.6880	36	35	90	447	507
242	70230	1943	7884	4639	-	190.718	13.2580	134	84	123	148	208
243	15008	-	7895	4643	-	190.834	1.9780	130	126	135	213	265
244	71015	1972	7896	4647	-	190.885	11.5830	109	90	105	120	180
245	71016	1978	7898	4649	-	190.917	11.5530	45	45	-	237	297
246	100004	-	7901	4651	-	190.928	16.3930	163	115	80	181	241
247	71019	1987	7902	4654	-	190.986	13.1270	209	109	128	232	292
248	71023	2000	7914	4660	-	191.133	11.1910	22	22	-	87	147
249	71026	2006	7920	-	3718	191.192	12.3510	38	30	72	120	180
250	43018	-	7924	4665	-	191.275	3.0560	108	108	-	209	269
251	15015	-	7926	4666	-	191.286	-0.4620	189	189	44	198	262
252	15016	-	7931	4668	-	191.384	-0.5350	99	51	5	120	186
253	15019	-	7951	4684	-	191.823	-2.7270	49	46	20	133	193
254	71043	2058	7965	4689	-	191.940	13.7630	246	186	164	272	332
255	43028	-	7961	4688	-	191.944	4.3360	150	137	35	204	264
256	15023	-	-	4691	-	192.057	-3.3330	83	74	105	131	191
257	71045	2070	7970	4698	-	192.096	8.4870	238	119	165	263	323
258	-	-	-	4697	-	192.150	-5.8010	20	20	-	260	314
259	43034	-	7975	4701	-	192.298	3.3890	151	125	40	167	227
260	100011	-	7980	4710	-	192.412	15.1650	103	60	27	199	259
261	43040	-	7982	-	-	192.459	2.8530	147	53	180	157	217
262	43041	-	7985	4713	-	192.491	5.3110	134	90	110	148	208
263	129027	-	7989	4725	-	192.611	25.5010	440	404	35	449	509
264	15027	-	7991	-	-	192.662	1.4640	93	34	170	101	170
265	-	-	-	4720	-	192.678	-4.1560	57	44	115	92	143
266	-	-	-	4731	-	192.755	-6.3930	277	136	90	307	367
267	129028	-	8005	4747	-	192.941	25.7770	165	76	30	183	243
268	71060	-	8007	4746	-	192.981	12.0830	92	51	120	102	162
269	71062	2092	8010	4754	-	193.073	11.3140	120	120	-	233	293
270	15029	-	8009	4753	-	193.092	-1.2000	202	120	105	280	340
271	100015	-	8014	4758	-	193.184	15.8490	129	58	160	139	199
272	71065	2095	8016	4762	-	193.234	11.2310	208	208	-	404	464
273	15031	-	8020	4771	-	193.339	1.2690	171	65	135	186	246
274	15032	-	8021	4772	-	193.372	2.1680	117	44	145	188	254
275	-	-	-	4775	-	193.440	-6.6220	89	84	50	99	159
276	71068	-	8022	4779	-	193.462	9.7100	88	76	10	97	157
277	43060	-	-	4791	-	193.683	8.0530	50	33	65	55	115
278	71071	-	8032	-	-	193.684	13.2370	115	39	165	127	187
279	15037	-	8041	-	-	193.803	0.1170	130	79	157	144	204
280	43066	-	8043	4799	-	193.815	2.8970	72	38	90	74	134
281	43068	-	8045	-	-	193.848	7.9090	38	30	105	42	102
282	43069	-	-	4803	-	193.890	8.2410	22	22	-	23	83
283	43071	-	8054	4808	-	193.954	4.3040	110	70	127	120	180
284	-	-	-	-	3908	194.169	-7.5630	90	43	170	84	144
285	15049	-	8078	4845	-	194.505	1.5760	218	68	100	241	301
286	71092	-	8102	4866	-	194.863	14.1710	294	54	87	415	521
287	15055	-	8121	4904	-	195.245	-0.0270	115	103	145	120	185
288	-	-	-	4941	-	196.055	-5.5520	152	81	15	168	228
289	-	-	-	4981	-	197.203	-6.7770	115	85	149	127	187
290	189037	-	8271	5014	-	197.880	36.2820	64	52	102	79	139
291	217031	-	8388	5103	-	200.125	43.0840	60	60	-	67	127
292	218010	-	8439	5145	-	201.308	43.2670	84	74	85	93	153

Table A.1: continued.

HRS	CGCG	VCC	UGC	NGC	IC	RA	Dec	a_{IR} (arcsec)	b_{IR} (arcsec)	PA (degree)	r_{in}^{bck} (arcsec)	r_{out}^{bck} (arcsec)
293	16069	-	8443	5147	-	201.582	2.1010	92	77	125	103	169
294	246017	-	8593	-	902	204.005	49.9610	93	46	160	101	161
295	73054	-	8616	5248	-	204.384	8.8850	260	187	140	288	348
296	190041	-	8675	5273	-	205.535	35.6540	56	56	95	94	149
297	246023	-	8711	5301	-	206.602	46.1070	181	71	150	193	253
298	218047	-	8725	5303	-	206.937	38.3050	65	53	85	42	102
299	45108	-	8727	5300	-	207.067	3.9510	163	107	140	180	240
300	218058	-	8756	-	-	207.650	42.5410	75	42	85	79	139
301	17088	-	8790	5334	4338	208.227	-1.1150	175	126	40	193	253
302	45137	-	8821	5348	-	208.547	5.2270	154	39	177	237	305
303	295024	-	8843	5372	-	208.692	58.6660	62	58	40	92	162
304	46001	-	8831	5356	-	208.744	5.3340	133	51	12	143	203
305	46003	-	8838	5360	958	208.911	4.9850	83	28	70	101	161
306	46007	-	8847	5363	-	209.030	5.2550	170	110	130	189	249
307	46009	-	8853	5364	-	209.050	5.0140	283	183	30	314	374
308	46011	-	8857	-	-	209.111	4.3970	20	20	-	42	102
309	272031	-	9036	5486	-	211.854	55.1030	44	43	125	150	195
310	47010	-	9172	5560	-	215.023	3.9910	149	50	115	172	232
311	47012	-	9175	5566	-	215.083	3.9340	197	103	35	449	525
312	47020	-	9183	5576	-	215.265	3.2710	31	31	-	165	225
313	47022	-	9187	5577	-	215.305	3.4360	154	64	55	157	217
314	19012	-	9215	-	-	215.863	1.7260	95	62	165	101	161
315	220015	-	9242	-	-	216.338	39.5400	211	34	71	382	451
316	47063	-	9308	5638	-	217.418	3.2330	24	24	-	125	185
317	47066	-	9311	-	1022	217.508	3.7730	51	41	165	51	111
318	47070	-	9328	5645	-	217.664	7.2750	100	63	105	111	171
319	75064	-	9353	5669	-	218.183	9.8920	167	118	61	185	245
320	47090	-	9363	5668	-	218.351	4.4500	152	144	17	198	276
321	47123	-	9427	5692	-	219.576	3.4100	49	33	40	62	124
322	47127	-	9436	5701	-	219.796	5.3640	153	148	90	293	382
323	48004	-	9483	-	1048	220.741	4.8900	100	47	163	104	164

Table A.2: Flux densities, numbers of pixels encompassed within the apertures, and errors of the HRS galaxies at 250, 350 and 500 μm , see Section 5.

HRS	f_{250}	S_{250}^{I}	f_{350}	S_{350}^{I}	f_{500}	S_{500}^{I}	N_{250}	N_{350}	N_{500}	err_{inst}^{250}	err_{inst}^{350}	err_{inst}^{500}	err_{conf}^{250}	err_{conf}^{350}	err_{conf}^{500}	err_{sky}^{250}	err_{sky}^{350}	err_{sky}^{500}
		(mJy)		(mJy)		(mJy)				(mJy)	(mJy)	(mJy)	(mJy)	(mJy)	(mJy)	(mJy)	(mJy)	(mJy)
1	1	498.3 \pm 37.2	1	210.8 \pm 29.1	1	79.3 \pm 17.5	163	92	41	6.7	5.0	4.0	21.2	17.4	12.7	29.8	22.8	11.3
2	1	1163.0 \pm 58.5	1	482.7 \pm 36.2	1	153.0 \pm 18.2	185	102	45	7.9	5.6	4.2	22.6	18.3	13.3	53.3	30.8	11.7
3	1	580.9 \pm 33.8	1	241.8 \pm 23.9	1	79.9 \pm 13.8	135	75	32	3.5	2.5	2.0	19.3	15.7	11.2	27.5	17.9	7.7
4	1	12674.1 \pm 209.9	1	5240.7 \pm 140.6	1	1815.2 \pm 68.2	993	560	251	16.2	8.7	6.2	52.4	42.9	31.5	202.6	133.6	60.2
5	1	2741.4 \pm 57.0	1	1139.8 \pm 44.6	1	361.6 \pm 24.5	340	192	86	13.6	7.9	5.6	30.6	25.1	18.3	46.1	36.0	15.3
6	1	619.3 \pm 71.6	1	385.1 \pm 62.7	1	183.4 \pm 38.3	501	281	127	10.9	8.0	6.5	37.2	30.4	22.4	60.2	54.3	30.4
7	2	1238.6 \pm 5.0	2	478.3 \pm 5.0	2	149.7 \pm 8.0	456	256	114	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
8	1	3982.1 \pm 299.1	1	2251.9 \pm 150.7	1	1021.0 \pm 55.7	1216	685	301	17.2	12.8	10.7	58.0	47.5	34.5	292.9	142.5	42.4
9	1	1433.8 \pm 84.2	1	580.5 \pm 60.2	1	183.0 \pm 31.3	526	296	133	11.3	8.6	6.9	38.1	31.2	22.9	74.2	50.8	20.2
10	1	683.4 \pm 44.1	1	300.4 \pm 29.4	1	102.5 \pm 20.1	207	115	53	7.2	5.6	4.4	23.9	19.5	14.5	36.4	21.3	13.2
11	1	3442.2 \pm 70.4	1	1608.0 \pm 48.4	1	610.5 \pm 25.2	317	182	79	10.4	7.7	5.5	29.6	24.5	17.7	63.0	41.0	17.1
12	1	268.2 \pm 15.7	1	118.2 \pm 11.0	2	51.8 \pm 9.0	55	29	13	3.7	2.9	0.0	12.3	9.8	0.0	8.9	4.0	0.0
13	1	12326.7 \pm 132.1	1	5267.7 \pm 109.7	1	1886.2 \pm 45.6	994	561	248	18.9	13.2	10.0	52.4	43.0	31.3	119.8	100.1	31.6
14	3	215.5 \pm 23.7	3	98.0 \pm 24.0	3	33.4 \pm 14.8	161	92	41	3.7	3.0	2.3	21.1	17.4	12.7	10.2	16.3	7.2
15	1	12895.0 \pm 769.4	1	6272.0 \pm 460.7	1	2443.8 \pm 285.6	3290	1857	821	28.4	21.4	17.2	95.4	78.2	57.0	762.9	453.5	279.3
16	1	5596.0 \pm 189.0	1	2602.1 \pm 174.9	1	987.6 \pm 65.8	967	543	242	15.7	11.3	9.0	51.7	42.3	30.9	181.1	169.4	57.4
17	1	6685.8 \pm 193.3	1	2971.9 \pm 121.8	1	1174.4 \pm 58.5	869	485	216	17.4	11.3	9.0	49.0	40.0	29.2	186.1	114.5	49.9
18	1	1114.6 \pm 49.6	1	507.7 \pm 44.8	1	182.6 \pm 21.5	350	199	84	9.4	7.2	5.5	31.1	25.6	18.2	37.5	36.0	10.0
19	1	2610.5 \pm 123.5	1	1225.4 \pm 74.4	1	469.5 \pm 43.8	585	328	145	12.1	9.3	7.2	40.2	32.9	24.0	116.1	66.1	36.0
20 ^d	3	6717.1 \pm 109.3	3	2841.8 \pm 66.4	3	1015.8 \pm 34.8	458	258	116	14.7	8.8	6.6	35.6	29.1	21.4	102.3	59.0	26.6
21	1	550.6 \pm 54.6	1	326.9 \pm 46.3	1	162.3 \pm 23.0	310	173	77	8.8	6.7	5.1	29.3	23.9	17.5	45.3	39.1	14.1
22	1	487.0 \pm 86.6	1	223.9 \pm 60.4	1	102.8 \pm 29.2	509	284	125	6.6	5.0	4.0	37.5	30.6	22.2	77.7	51.9	18.5
23	1	8873.4 \pm 123.8	1	3743.0 \pm 73.6	1	1280.2 \pm 40.1	562	318	139	29.0	13.5	8.5	39.4	32.4	23.5	113.8	64.7	31.4
24	1	8482.9 \pm 284.5	1	3807.3 \pm 166.5	1	1465.5 \pm 86.5	1368	777	343	20.6	14.3	11.4	61.5	50.6	36.8	277.0	158.0	77.5
25	1	8680.5 \pm 94.6	1	3549.9 \pm 67.6	1	1274.2 \pm 47.0	593	334	149	22.4	13.1	8.8	40.5	33.2	24.3	82.5	57.4	39.3
26	1	483.7 \pm 34.0	1	269.5 \pm 24.7	1	120.1 \pm 14.8	179	102	44	6.9	5.1	3.9	22.2	18.3	13.2	24.8	15.8	5.4
27	1	1365.4 \pm 46.7	1	547.8 \pm 29.5	1	174.0 \pm 18.0	230	128	56	8.8	6.1	4.6	25.2	20.5	14.9	38.4	20.2	9.0
28	1	2450.2 \pm 70.4	1	1098.6 \pm 43.1	1	392.9 \pm 25.8	337	189	85	9.9	7.6	5.8	30.5	25.0	18.3	62.6	34.3	17.3
29	1	1809.4 \pm 125.2	1	941.1 \pm 71.0	1	369.2 \pm 47.1	405	226	101	10.3	7.5	5.9	33.5	27.3	20.0	120.3	65.1	42.3
30	1	2308.6 \pm 165.1	1	1160.8 \pm 92.4	1	504.4 \pm 60.6	539	300	133	12.8	8.6	7.2	38.6	31.4	22.9	160.0	86.4	55.6
31	1	5483.5 \pm 329.9	1	2490.3 \pm 199.8	1	1003.0 \pm 98.7	1541	857	382	22.2	15.7	12.1	65.3	53.2	38.8	322.6	192.0	89.9
32	1	130.3 \pm 30.3	0	< 64.8	0	< 48.0	129	71	31	5.3	4.2	3.5	18.9	15.1	11.4	23.1	14.9	10.7
33	1	3463.1 \pm 104.3	1	1581.8 \pm 81.1	1	597.5 \pm 47.1	593	334	150	12.1	9.2	7.2	40.5	33.2	24.4	95.4	73.5	39.7
34	1	4922.8 \pm 148.5	1	2458.8 \pm 132.2	1	1012.2 \pm 72.5	757	422	186	17.3	11.2	8.4	45.8	37.3	27.1	140.2	126.3	66.7
35	1	182.3 \pm 21.1	1	71.9 \pm 15.8	0	< 32.3	91	50	25	4.6	3.7	2.9	15.8	12.7	9.5	13.2	8.7	4.0
36	1	12200.6 \pm 219.7	1	4746.5 \pm 119.6	1	1565.1 \pm 61.1	865	487	213	46.4	17.5	10.4	48.9	40.0	29.0	209.1	111.4	52.8
37	1	2525.4 \pm 90.1	1	1085.9 \pm 55.2	1	364.7 \pm 27.1	375	216	95	10.2	7.7	6.3	32.2	26.7	19.4	83.5	47.7	17.9
38	1	1273.1 \pm 52.5	1	678.2 \pm 30.2	1	276.9 \pm 21.1	320	184	80	9.1	6.9	5.3	29.8	24.6	17.8	42.3	16.1	10.0
39	1	836.7 \pm 57.6	1	442.9 \pm 35.1	1	201.7 \pm 24.9	276	150	71	8.3	6.3	5.0	27.6	22.2	16.8	49.9	26.5	17.7
40	1	2037.2 \pm 48.8	1	878.5 \pm 35.0	1	308.3 \pm 24.6	276	154	71	9.6	6.8	5.3	27.6	22.5	16.8	39.1	25.9	17.3
41	1	1080.9 \pm 48.1	1	547.9 \pm 36.0	1	220.2 \pm 20.0	265	150	67	8.4	6.3	5.1	27.1	22.2	16.3	38.9	27.6	10.3
42	1	9344.5 \pm 526.2	1	4353.9 \pm 395.5	1	1754.2 \pm 144.6	2431	1371	610	25.0	17.8	14.7	82.0	67.2	49.1	519.2	389.4	135.2
43	0	< 48.7	0	< 37.6	0	< 29.7	70	39	17	2.4	2.0	1.7	13.8	11.5	8.7	8.2	4.6	4.4
44	1	1109.7 \pm 57.5	1	512.8 \pm 37.7	1	196.3 \pm 21.0	242	138	63	8.3	6.2	4.9	25.9	21.3	15.8	50.6	30.4	13.0
45 ^b	3	1784.8 \pm 105.7	3	821.3 \pm 66.7	3	301.9 \pm 37.6	510	286	126	6.8	5.2	4.3	37.6	30.7	22.3	98.5	59.0	30.0
46	1	2114.3 \pm 52.6	1	857.3 \pm 40.4	1	281.1 \pm 20.5	277	155	68	6.2	4.2	3.1	27.7	22.6	16.4	44.3	33.3	11.9
47	1	1820.0 \pm 131.1	1	919.8 \pm 83.0	1	371.7 \pm 42.7	570	324	142	18.1	8.9	7.0	39.7	32.7	23.7	123.6	75.8	34.8
48	1	19908.0 \pm 744.6	1	8725.4 \pm 700.4	1	3243.1 \pm 358.9	3688	2074	922	33.8	23.2	18.2	101.0	82.6	60.4	737.0	695.1	353.4
49	0	< 79.3	0	< 59.3	0	< 35.0	111	62	27	3.0	2.6	2.0	17.5	14.6	10.3	19.6	13.0	5.1
50	1	9178.2 \pm 87.6	1	3560.9 \pm 46.9	1	1120.7 \pm 36.7	352	197	86	22.3	12.5	7.5	31.2	25.5	18.4	78.7	37.4	30.9
51	1	2805.4 \pm 106.4	1	1361.5 \pm 95.6	1	546.3 \pm 30.8	471	265	118	11.7	8.8	6.7	36.1	29.5	21.6	99.4	90.5	20.9
52	1	618.9 \pm 46.8	1	276.0 \pm 43.7	1	111.5 \pm 20.7	286	159	70	8.4	6.6	5.5	28.1	22.9	16.6	36.5	36.7	11.0
53	1	5965.1 \pm 184.2	1	2852.4 \pm 134.2	1	1126.2 \pm 54.3	805	454	206	17.0	11.4	8.9	47.2	38.7	28.5	177.3	128.0	45.4
54	1	2132.9 \pm 126.0	1	962.6 \pm 65.8	1	362.7 \pm 39.8	618	351	156	11.8	9.1	7.3	41.3	34.0	24.8	118.4	55.6	30.3
55	1	5887.0 \pm 161.6	1	2656.5 \pm 146.2	1	982.4 \pm 67.7	890	500	222	15.7	10.9	9.0	49.6	40.6	29.6	153.0	140.0	60.2
56	1	12586.1 \pm 107.2	1	4741.2 \pm 78.6	1	1537.0 \pm 38.0	465	262	115	40.1	18.8	10.6	35.9	29.4	21.3	92.7	70.4	29.6
57	1	9835.9 \pm 250.0	1	4221.3 \pm 150.1	1	1515.8 \pm 66.1	1220	686	305	18.4	12.6	10.1	58.1	47.5	34.7	242.5	141.8	55.3
58 ^c	1	1325.8 \pm 32.3	3	613.1 \pm 30.7	3	229.3 \pm 17.8	193	109	48	7.1	5.4	4.1	23.1	19.0	13.8	21.5	23.5	10.4
59	1	3309.0 \pm 166.1	1	1664.8 \pm 125.3	1	670.7 \pm 52.2	560	316	141	13.1	9.2	7.2	39.3	32.3	23.6	160.8	120.7	46.0
6																		

Table A.2: continued.

HRS	f_{250}	S_{250}^{\dagger}	f_{350}	S_{350}^{\dagger}	f_{500}	S_{500}^{\dagger}	N_{250}	N_{350}	N_{500}	err_{inst}^{250}	err_{inst}^{350}	err_{inst}^{500}	err_{conf}^{250}	err_{conf}^{350}	err_{conf}^{500}	err_{sky}^{250}	err_{sky}^{350}	err_{sky}^{500}
		(mJy)		(mJy)		(mJy)				(mJy)	(mJy)	(mJy)	(mJy)	(mJy)	(mJy)	(mJy)	(mJy)	(mJy)
73	1	31441.6±1540.4	1	14040.4 ± 826.5	1	5093.4 ± 337.3	2730	1539	685	27.1	20.1	16.1	86.9	71.2	52.1	1537.7	823.1	332.8
74	1	7489.2 ± 226.0	1	3095.3 ± 205.5	1	1110.7 ± 89.2	735	417	182	21.9	14.0	10.2	45.1	37.1	26.8	220.3	201.6	84.5
75	1	352.1 ± 35.4	1	200.2 ± 31.8	1	90.9 ± 19.9	181	103	49	6.8	5.2	4.1	22.4	18.4	13.9	26.5	25.4	13.6
76	1	666.0 ± 49.6	1	377.8 ± 38.5	1	149.2 ± 20.0	260	145	65	7.9	6.1	5.0	26.8	21.9	16.0	40.9	31.1	10.9
77	1	36007.6 ± 500.5	1	14723.4 ± 311.4	1	5018.0 ± 168.3	1939	1090	484	43.8	23.5	16.5	73.2	59.9	43.8	493.2	304.7	161.7
78	1	1598.2 ± 172.5	1	828.4 ± 89.0	1	348.9 ± 39.5	518	292	133	11.0	8.4	6.7	37.8	31.0	22.9	167.9	83.0	31.5
79	1	785.7 ± 105.4	1	405.7 ± 68.1	1	174.9 ± 37.3	494	278	124	11.2	8.1	6.8	37.0	30.3	22.2	98.1	60.4	29.2
80	1	2028.1 ± 229.7	1	1051.4 ± 107.7	1	426.3 ± 78.4	788	439	195	13.4	10.2	8.5	46.7	38.0	27.8	224.5	100.2	72.9
81	1	8555.0 ± 210.2	1	3685.7 ± 104.2	1	1254.1 ± 42.7	1027	573	258	27.8	15.0	10.3	53.3	43.4	32.0	201.4	93.5	26.4
82	1	863.7 ± 62.5	1	368.8 ± 39.5	1	129.0 ± 21.4	276	152	68	9.0	6.5	5.0	27.6	22.4	16.4	55.4	32.0	12.8
83	1	394.1 ± 30.1	1	210.2 ± 30.0	1	84.8 ± 15.4	187	104	45	6.7	5.3	3.9	22.7	18.5	13.3	18.6	22.9	6.6
84	1	1326.1 ± 33.6	1	586.4 ± 25.1	1	208.5 ± 16.0	165	94	42	6.6	5.2	3.9	21.4	17.6	12.9	25.0	17.1	8.7
85	1	15287.9 ± 349.6	1	6772.1 ± 229.3	1	2577.8 ± 133.7	1473	828	367	29.7	17.8	12.8	63.8	52.2	38.1	342.5	222.5	127.5
86	1	5141.3 ± 270.8	1	2619.4 ± 158.5	1	1156.1 ± 52.0	1398	792	354	19.0	13.7	11.4	62.2	51.1	37.4	262.9	149.4	34.3
87	1	918.8 ± 94.4	1	383.6 ± 66.8	1	130.2 ± 29.0	303	165	77	6.8	4.9	3.8	35.5	29.0	21.0	87.2	60.0	19.6
88	1	8144.1 ± 486.8	1	3913.8 ± 239.7	1	1636.2 ± 146.1	2981	1674	745	28.6	20.5	16.3	90.8	74.2	54.3	477.4	283.4	134.7
89	1	9631.1 ± 238.5	1	5154.7 ± 180.4	1	2289.0 ± 68.7	1538	867	385	20.8	14.7	12.0	65.2	53.4	39.0	228.5	171.7	55.3
90	0	< 277.6	0	< 296.9	0	< 137.3	725	408	181	7.9	6.1	4.8	44.9	36.8	26.7	80.5	91.6	36.9
91	1	27168.9±1158.3	1	12563.7 ± 601.6	1	4741.7 ± 319.4	3915	2201	978	38.1	22.3	16.6	103.9	85.1	62.2	1153.0	595.1	312.8
92	1	1504.9 ± 95.0	1	742.6 ± 57.0	1	300.5 ± 31.7	455	253	114	10.4	7.1	5.7	35.5	28.9	21.1	87.6	48.5	22.9
93	1	1488.0 ± 154.5	1	672.3 ± 90.1	1	246.8 ± 52.3	771	431	193	8.0	6.2	5.0	46.2	37.7	27.7	147.2	81.6	44.1
94	1	3860.2 ± 140.0	1	2206.8 ± 103.7	1	1034.4 ± 61.8	902	508	235	14.5	10.2	8.1	50.6	40.9	30.5	129.8	94.7	53.2
95	1	3499.3 ± 58.7	1	1369.8 ± 33.4	1	441.7 ± 21.2	266	154	68	13.4	8.2	5.6	27.1	22.5	16.4	50.3	23.3	12.2
96	1	12655.3 ± 227.8	1	5205.6 ± 155.4	1	1788.3 ± 80.7	1116	624	283	21.9	12.9	9.2	55.5	45.7	33.5	219.8	148.0	72.8
97	1	21484.6 ± 486.3	1	10248.2 ± 308.4	1	3917.9 ± 151.6	3038	1709	760	31.2	20.1	15.2	91.6	75.0	54.8	476.6	298.4	140.5
98	1	3220.2 ± 119.5	1	1723.1 ± 68.5	1	740.7 ± 36.8	598	334	151	15.1	9.3	6.7	40.7	33.2	24.4	111.4	59.2	26.7
99	1	637.9 ± 23.1	1	258.5 ± 15.2	1	80.6 ± 10.8	103	56	26	5.7	3.4	2.6	16.5	13.6	10.1	15.1	5.8	2.7
100	1	7095.6 ± 76.4	1	2914.3 ± 50.5	1	940.1 ± 34.6	362	204	90	16.3	9.2	5.8	31.5	25.9	18.9	67.6	42.4	28.5
101	0	< 364.5	0	< 198.4	0	< 135.0	662	372	165	7.5	5.7	4.7	42.8	35.0	26.0	113.4	55.8	36.4
102	1	64026.1±2329.3	1	25753.9 ± 599.1	1	8685.7 ± 406.2	5304	2987	1324	44.0	29.6	23.1	121.1	99.2	72.4	2325.7	590.1	399.0
103 ^c	1	844.6 ± 47.3	3	388.4 ± 33.1	3	135.1 ± 20.4	215	121	52	6.4	4.8	3.6	24.4	20.0	14.3	40.0	26.0	14.0
104	0	< 156.0	0	< 126.1	0	< 63.2	221	124	55	7.2	5.6	4.6	24.8	20.5	14.6	45.2	36.3	14.4
105	0	< 150.2	0	< 92.2	0	< 59.0	175	98	43	5.5	4.1	3.4	22.1	18.1	13.3	44.6	24.5	14.0
106	1	1476.4 ± 139.5	1	650.7 ± 95.8	1	252.7 ± 42.6	675	379	177	12.5	9.5	7.6	43.2	35.3	26.5	132.1	88.6	32.5
107	1	964.3 ± 63.2	1	486.0 ± 40.2	1	200.8 ± 30.4	279	159	70	8.4	5.6	4.4	27.8	22.3	16.5	56.2	33.0	25.2
108	1	595.2 ± 37.1	1	259.0 ± 30.2	1	87.9 ± 17.9	232	129	54	7.2	5.0	3.9	25.0	20.6	15.5	26.4	21.5	8.0
109	1	2239.0 ± 82.4	1	1173.7 ± 64.4	1	498.9 ± 32.2	594	336	146	14.0	8.8	6.3	40.5	33.3	24.0	70.3	54.4	20.4
110	1	4021.7 ± 133.6	1	1973.8 ± 110.3	1	828.0 ± 60.2	748	416	184	13.3	9.4	7.4	45.5	37.0	27.4	124.9	103.4	53.1
111	1	11959.2 ± 120.1	1	5008.5 ± 72.3	1	1716.6 ± 36.0	666	373	166	18.8	10.6	7.4	42.9	35.0	25.5	110.6	62.4	24.4
112	1	652.0 ± 45.6	1	291.7 ± 29.9	1	104.5 ± 17.8	239	132	60	7.3	5.1	3.8	25.6	21.1	15.4	37.0	20.7	8.0
113	1	18637.1 ± 244.7	1	8302.4 ± 142.5	1	2969.7 ± 64.6	1396	784	348	47.8	23.1	13.2	62.1	50.8	37.4	231.8	131.1	51.1
114	1	54637.8 ± 912.0	1	22717.1 ± 692.9	1	8098.4 ± 415.6	5423	3055	1358	47.8	26.5	19.8	122.4	100.2	73.3	902.5	685.1	408.6
115	1	642.3 ± 36.6	1	278.3 ± 27.5	1	92.5 ± 15.5	180	103	44	6.7	4.4	3.3	22.4	18.4	13.2	28.2	20.0	7.4
116	0	< 481.1	0	< 409.4	0	< 170.9	1040	585	260	13.2	9.8	8.0	53.7	43.8	31.8	150.5	128.9	46.6
117	1	4430.1 ± 106.4	1	1943.4 ± 84.0	1	672.2 ± 47.9	659	371	163	24.3	12.0	7.6	42.7	34.9	25.6	94.3	75.5	39.8
118	1	916.9 ± 86.2	1	494.2 ± 68.8	1	199.7 ± 35.7	416	236	102	8.6	6.4	5.2	33.9	27.7	20.3	78.8	62.6	28.9
119	1	4085.2 ± 243.6	1	1631.6 ± 156.2	1	521.6 ± 86.8	975	550	247	26.0	13.1	8.6	52.0	42.4	31.3	236.5	149.8	80.5
120	1	3928.7 ± 178.2	1	1689.4 ± 159.7	1	577.1 ± 69.0	910	514	230	18.3	11.2	8.0	50.2	41.0	30.2	170.0	153.9	61.6
121	1	4699.6 ± 65.4	1	2085.9 ± 51.2	1	749.1 ± 31.1	432	245	109	18.8	10.0	6.1	34.6	28.2	20.8	52.3	41.6	22.3
122	1	66006.4±2209.8	1	27948.0±1792.0	1	9742.4 ± 817.0	11387	6408	2849	65.4	43.0	32.6	177.4	145.3	106.2	2201.7	1785.6	809.4
123	1	1781.7 ± 88.8	1	846.5 ± 59.7	1	322.9 ± 31.8	540	308	139	10.5	7.5	5.9	38.6	31.9	23.5	79.3	50.0	20.6
124	1	3499.0 ± 226.4	1	1721.3 ± 140.8	1	680.8 ± 78.0	1312	735	330	18.8	12.3	9.4	60.2	49.2	36.1	217.4	131.4	68.5
125	0	< 44.3	0	< 31.7	0	< 20.4	44	24	11	3.2	2.2	2.1	10.9	8.7	6.0	9.4	5.6	2.6
126	0	< 344.7	0	< 272.5	0	< 172.0	651	366	162	7.5	5.7	4.6	42.6	34.7	25.5	106.5	83.8	51.1
127	1	3570.5 ± 96.0	1	1599.0 ± 59.0	1	589.7 ± 28.3	418	233	107	14.0	8.3	5.7	34.0	27.9	20.6	88.7	51.4	18.5
128	1	952.3 ± 50.2	1	471.5 ± 33.9	1	190.0 ± 21.2	274	153	69	7.5	5.3	4.3	27.5	22.6	16.6	41.4	24.7	12.5
129 ^e	2	320.6 ± 5.4	2	104.1 ± 8.0	0	< 64.9	184	104	53	0.0	0.0	2.8	0.0	0.0	14.6	0.0	0.0	15.7
130	1	1532.7 ± 82.6	1	752.6 ± 68.5	1	289.5 ± 38.5	451	254	113	9.5	6.8	5.3	35.3	28.9	21.0	74.0	61.7	31.8
131	1	774.9 ± 60.0	1	341.2 ± 44.0	1	125.6 ± 29.0	376	213	97	8.2	6.1	5.0	32.1	26.5	19.6	50.0	34.6	20.8
132	1	834.7 ± 77.3	1	439.1 ± 38.3	1	185.2 ± 29.1	413	227	107	8.9	6.4	5.2	33.8	27.6	20.5	69.0	25.8	20.0
133	1	1893.9 ± 76.4	1	1249.6 ± 87.2	1	611.1 ± 47.1	639	361	160	12.7	9.4	7.6	42.0	34.5	25.2	62.5	79.6	39.1
134	1	1359.8 ± 87.6	1	597.3 ± 60.8	1	211.7 ± 32.8	430	242	109	11.8	7.1	5.5	34.5	28.2	20.8	79.7	53.4	24.7
135	0	< 449.8	0	< 329.5	0	< 195.2	538	303	134	21.7	16.1	13.1	87.6	71.7	52.1	119.8	81.6	36.7
136	1	1946.6 ± 53.3	1	771.7 ± 37.5	1	250.5 ± 18.8	233	132	59	16.0	7.2	4.4	25.7	20.9	15.5	43.8	30.3	9.7
137	0	< 940.4	0	< 484.0	0	< 313.7												

Table A.2: continued.

HRS	f_{250}	S_{250}^{\dagger}	f_{350}	S_{350}^{\dagger}	f_{500}	S_{500}^{\dagger}	N_{250}	N_{350}	N_{500}	err_{inst}^{250}	err_{inst}^{350}	err_{inst}^{500}	err_{conf}^{250}	err_{conf}^{350}	err_{conf}^{500}	err_{sky}^{250}	err_{sky}^{350}	err_{sky}^{500}
		(mJy)		(mJy)		(mJy)				(mJy)	(mJy)	(mJy)	(mJy)	(mJy)	(mJy)	(mJy)	(mJy)	(mJy)
146	1	1749.9 ± 72.4	1	868.3 ± 49.8	1	345.5 ± 24.0	304	171	76	9.6	6.3	4.7	29.0	23.9	17.3	65.6	43.3	15.9
147	1	2556.2 ± 76.7	1	1309.7 ± 61.3	1	540.1 ± 28.7	433	243	107	11.7	8.0	6.4	34.6	28.3	20.6	67.4	53.8	18.9
148	1	3775.5 ± 145.2	1	2034.4 ± 110.5	1	899.6 ± 42.1	716	401	178	14.1	10.1	8.1	44.5	36.3	26.5	137.4	103.8	31.6
149	1	14005.7 ± 122.9	1	5933.2 ± 68.3	1	2014.7 ± 52.7	706	398	180	41.4	19.6	9.7	44.2	36.2	26.5	107.0	54.5	44.5
150 ^f	1	744.4 ± 262.2	1	455.7 ± 154.5	1	176.2 ± 76.8	1293	725	324	14.1	10.8	8.9	80.2	65.7	47.9	249.2	139.5	59.4
151	1	2503.0 ± 167.4	1	1133.8 ± 114.3	1	434.1 ± 56.4	784	445	196	12.4	8.8	7.3	46.6	38.3	27.9	160.3	107.4	48.5
152	1	2790.7 ± 73.6	1	1084.2 ± 71.7	1	338.6 ± 30.7	452	258	113	11.4	8.6	6.5	35.3	29.1	21.1	63.6	65.0	21.2
153	1	2536.9 ± 108.4	1	1162.6 ± 102.9	1	427.1 ± 42.4	683	385	174	11.9	8.4	6.6	43.5	35.6	26.2	98.5	96.2	32.7
154	1	2208.1 ± 180.4	1	1220.1 ± 131.4	1	539.7 ± 77.5	889	497	219	12.5	9.2	7.5	49.6	40.5	29.6	173.0	124.7	71.3
155	0	< 322.0	0	< 216.7	0	< 144.4	651	366	162	10.7	7.8	6.3	42.3	34.8	25.5	98.0	62.8	40.3
156	1	8487.4 ± 168.5	1	3367.5 ± 120.4	1	1096.9 ± 51.0	755	424	189	27.2	14.1	9.5	45.7	37.4	27.3	159.9	113.6	42.0
157	1	4100.9 ± 79.9	1	1788.0 ± 60.7	1	650.5 ± 31.3	383	215	97	11.6	8.4	6.2	32.5	26.6	19.6	72.0	53.9	23.6
158	1	1079.9 ± 107.3	1	632.9 ± 88.8	1	307.6 ± 47.4	568	319	144	11.3	8.7	7.0	39.6	32.4	23.9	99.1	82.2	40.3
159	1	2636.6 ± 77.7	1	1014.8 ± 79.5	1	331.9 ± 46.4	593	334	150	16.3	9.1	6.3	40.5	33.2	24.4	64.2	71.7	38.9
160	1	4145.2 ± 156.3	1	1859.9 ± 96.1	1	680.6 ± 45.8	736	414	183	13.9	9.9	8.0	45.1	36.9	26.9	149.0	88.2	36.1
161	2	1610.6 ± 4.4	2	694.1 ± 4.2	2	220.8 ± 5.7	224	125	55	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
162	1	1839.0 ± 276.7	1	690.0 ± 112.8	1	193.5 ± 53.3	559	317	141	10.4	6.4	4.6	39.3	32.3	23.6	273.7	107.9	47.6
163 ^g	1	8132.3 ± 684.6	1	3660.7 ± 271.1	1	1263.9 ± 122.7	1392	782	346	16.9	10.4	7.1	62.0	50.8	37.0	681.6	266.1	116.8
164	0	< 228.1	0	< 239.6	0	< 105.2	621	349	155	10.1	7.7	6.1	41.3	33.9	24.4	63.0	71.9	24.5
165	1	688.5 ± 38.8	1	331.0 ± 35.5	1	134.3 ± 20.7	242	138	62	7.9	6.1	4.7	25.9	21.3	15.7	27.8	27.8	12.7
166	0	< 722.6	0	< 625.5	0	< 253.2	1281	721	320	14.7	11.0	8.9	59.5	48.8	35.8	232.9	202.4	75.9
167	1	1374.7 ± 62.5	1	576.8 ± 49.7	1	184.7 ± 23.9	275	154	65	9.7	5.9	4.1	27.6	22.5	16.0	55.2	44.0	17.2
168	1	612.0 ± 45.7	1	295.7 ± 31.1	1	123.9 ± 17.4	186	107	47	6.2	4.4	3.5	22.9	18.8	13.6	39.1	24.4	10.3
169	1	1168.7 ± 59.8	1	556.7 ± 54.8	1	210.6 ± 27.5	284	157	73	8.4	6.4	5.7	28.0	22.7	17.0	52.2	49.5	20.8
170	1	8521.2 ± 1158.7	1	3878.6 ± 686.5	1	1470.2 ± 196.4	3822	2152	958	30.8	22.9	18.4	102.8	84.2	61.6	1153.7	680.9	185.5
171	1	2240.9 ± 61.8	1	898.5 ± 54.5	1	294.3 ± 26.2	291	162	73	13.5	7.2	4.7	28.4	23.1	16.9	53.2	48.9	19.5
172	1	2665.8 ± 148.1	1	1106.7 ± 101.7	1	347.4 ± 36.1	523	291	130	13.9	9.3	6.7	38.0	31.0	22.7	142.5	96.4	27.3
173	1	5023.5 ± 192.1	1	1990.5 ± 77.9	1	633.7 ± 50.0	789	443	196	10.0	6.5	5.4	46.7	38.2	27.9	186.1	67.6	41.2
174	2	1447.5 ± 5.0	2	568.4 ± 5.8	2	185.3 ± 5.4	266	152	67	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
175	0	< 222.6	0	< 194.9	0	< 93.3	622	350	155	10.3	7.6	6.1	41.6	34.0	25.0	60.6	54.9	17.4
176	1	2126.8 ± 68.6	1	887.5 ± 37.8	1	282.0 ± 25.0	357	201	90	15.9	7.8	5.2	31.4	25.7	18.9	58.9	26.6	15.6
177	1	2428.9 ± 64.6	1	1027.6 ± 34.0	1	366.7 ± 24.5	328	182	82	10.8	6.7	4.9	29.8	24.5	18.0	56.3	22.6	15.8
178	0	< 326.7	0	< 193.0	0	< 144.3	742	417	185	11.4	8.4	6.7	45.2	37.2	27.1	98.4	51.8	39.2
179	0	< 85.8	0	< 61.4	0	< 40.6	115	64	28	4.4	3.2	2.9	17.9	14.6	11.2	21.9	13.9	6.9
180	1	441.9 ± 48.0	1	156.0 ± 38.1	1	44.0 ± 22.4	216	118	55	7.6	5.4	4.4	29.2	23.9	17.5	37.3	29.3	13.4
181	0	< 39.3	0	< 29.0	0	< 19.6	44	24	11	2.7	2.0	1.4	10.9	8.7	6.0	6.7	3.7	2.3
182	1	3112.1 ± 84.2	1	1478.6 ± 42.8	1	553.1 ± 31.7	443	248	110	10.8	8.4	6.4	35.0	28.6	20.9	75.8	30.7	22.9
183 ^h	1	763.9 ± 60.5	1	1006.5 ± 36.9	1	1269.2 ± 21.7	293	164	76	7.7	6.9	8.7	28.5	23.2	17.3	52.8	27.8	9.8
184	1	823.0 ± 91.1	1	307.1 ± 56.8	1	100.5 ± 28.1	265	158	64	9.6	5.5	4.2	27.1	22.3	16.3	86.5	51.9	22.6
185	1	1344.6 ± 98.9	1	607.7 ± 71.8	1	215.7 ± 43.1	593	332	145	10.5	7.6	6.1	40.5	33.1	24.2	89.6	63.3	35.1
186	3	84.9 ± 19.8	3	34.7 ± 14.5	0	< 25.0	61	37	14	2.4	1.8	1.4	13.0	11.0	7.2	14.8	9.3	4.0
187 ⁱ	1	8470.5 ± 403.3	1	4212.1 ± 291.0	1	1737.3 ± 161.1	2763	1560	693	27.4	19.5	16.1	87.4	71.7	52.4	392.8	281.4	151.5
188	1	3930.0 ± 127.1	1	1885.4 ± 81.2	1	767.2 ± 43.9	670	373	166	13.4	9.4	8.1	43.0	35.1	25.6	118.8	72.6	34.7
189	1	1568.4 ± 46.3	1	718.9 ± 40.5	1	266.0 ± 25.0	294	164	72	9.0	6.6	5.4	28.5	23.2	16.9	35.4	32.5	17.6
190	1	57336.0 ± 1379.6	1	24221.3 ± 645.1	1	8461.8 ± 366.1	4299	2414	1083	38.9	27.2	21.8	109.0	89.1	65.4	1374.8	638.3	359.6
191	1	381.2 ± 41.8	1	202.3 ± 35.2	1	77.4 ± 20.1	175	97	43	6.5	4.9	4.0	22.0	17.9	13.0	34.9	29.9	14.8
192	1	320.6 ± 25.2	1	136.8 ± 23.7	1	44.1 ± 12.3	95	53	22	4.9	3.2	2.3	16.2	13.2	9.3	18.6	19.4	7.7
193	1	2237.8 ± 125.8	1	1103.9 ± 83.1	1	450.6 ± 35.0	600	338	151	11.5	8.0	6.0	40.7	33.4	24.1	118.4	75.7	24.6
194	1	33388.0 ± 1108.5	1	17557.5 ± 445.9	1	7599.0 ± 224.1	3473	1955	863	39.4	26.2	19.8	98.0	80.2	58.4	1103.4	437.8	215.5
195	0	< 428.7	0	< 251.5	0	< 133.3	718	403	179	12.7	9.7	7.7	44.6	36.5	26.6	135.2	74.8	34.7
196	1	5086.1 ± 275.8	1	2500.9 ± 188.1	1	1031.3 ± 98.4	1444	815	357	17.1	12.0	9.5	63.2	51.4	37.6	268.0	180.5	90.4
197	1	3392.6 ± 78.9	1	1570.1 ± 67.1	1	601.8 ± 38.1	620	352	158	16.8	9.8	6.7	41.4	34.0	24.8	65.0	57.0	28.1
198	1	1774.6 ± 67.2	1	938.0 ± 64.1	1	414.4 ± 36.2	740	417	182	12.9	10.1	7.9	45.2	37.1	26.8	48.0	51.3	23.0
199	1	873.0 ± 123.1	1	394.1 ± 82.3	1	150.4 ± 34.9	424	241	110	10.2	7.7	6.2	34.2	28.2	20.9	117.8	77.0	27.3
200	1	7778.6 ± 89.2	1	3038.0 ± 61.9	1	995.0 ± 27.3	422	237	108	62.3	24.2	9.4	28.4	23.5	16.5	57.1	51.9	19.6
201	1	45589.8 ± 429.1	1	19242.9 ± 200.9	1	6776.4 ± 113.8	1687	947	420	68.6	31.4	16.6	68.3	55.9	40.8	418.1	190.4	104.9
202	0	< 47.4	0	< 35.9	0	< 27.4	44	24	11	3.2	2.4	2.1	13.5	10.6	8.5	7.5	4.9	2.5
203	1	6901.7 ± 117.7	1	3088.4 ± 71.2	1	1175.1 ± 47.1	504	282	124	20.0	12.0	9.4	37.4	30.5	22.1	109.8	63.2	40.5
204	1	34624.3 ± 1146.6	1	15607.8 ± 1019.1	1	5891.4 ± 450.2	5476	3084	1362	41.0	24.9	18.7	123.1	100.8	73.4	1139.2	1013.8	443.8
205	1	27619.4 ± 623.9	1	12281.5 ± 431.3	1	4883.1 ± 162.1	3642	2055	915	57.8	29.6	19.7	100.4	82.3	60.2	613.1	422.4	149.2
206	1	1516.8 ± 72.8	1	666.2 ± 63.3	1	235.3 ± 31.3	432	247	106	10.8	8.0	6.2	34.6	28.5	20.5	63.1	55.9	22.9
207	1	4029.4 ± 105.6	1	1741.1 ± 69.6	1	611.4 ± 40.4	460	259	116	11.3	8.4	6.7	35.7	29.2	21.4	98.8	62.6	33.5
208	1	15625.3 ± 1675.7	1	7154.1 ± 739.7	1	2664.2 ± 276.8	4605	2595	1155	33.6	25.2	20.5	112.8	92.4	67.6	1671.5	733.5	267.6
209	3	583.0 ± 96.1	3	291.2 ± 84.6	3	128.7 ± 52.7	687	385	174	7.7	5.8	4.7	43.6	35.6	26.2	85.3	76.5	45.5
210	2	91.4 ± 4.2	0	< 57.8	0	< 37.1	104	63										

Table A.2: continued.

HRS	f_{250}	S_{250}^{\dagger}	f_{350}	S_{350}^{\dagger}	f_{500}	S_{500}^{\dagger}	N_{250}	N_{350}	N_{500}	err_{inst}^{250}	err_{inst}^{350}	err_{inst}^{500}	err_{conf}^{250}	err_{conf}^{350}	err_{conf}^{500}	err_{sky}^{250}	err_{sky}^{350}	err_{sky}^{500}
		(mJy)		(mJy)		(mJy)				(mJy)	(mJy)	(mJy)	(mJy)	(mJy)	(mJy)	(mJy)	(mJy)	(mJy)
219	0	< 295.1	0	< 246.0	0	< 147.4	714	401	178	7.8	6.1	4.8	44.6	36.7	26.6	87.3	73.1	41.0
220	1	21263.2 ± 2091.8	1	9340.7 ± 802.9	1	3339.0 ± 526.2	4712	2643	1177	35.0	25.5	20.6	114.2	93.3	68.2	2088.4	797.1	521.4
221	1	3992.5 ± 96.2	1	1742.9 ± 55.5	1	607.6 ± 28.1	533	300	131	13.3	9.6	7.2	38.4	31.4	22.8	87.2	44.8	14.8
222	1	508.9 ± 64.4	1	222.6 ± 44.0	1	85.7 ± 22.5	317	176	79	8.7	6.6	5.2	29.6	24.1	17.7	56.5	36.3	12.9
223	1	475.8 ± 76.5	1	278.6 ± 42.4	1	122.5 ± 24.6	268	151	67	8.1	6.0	4.9	27.2	22.3	16.3	71.0	35.5	17.7
224	1	2159.0 ± 199.6	1	992.6 ± 107.4	1	343.8 ± 63.8	769	434	193	14.1	10.2	8.2	46.1	37.8	27.6	193.7	100.0	56.9
225	1	88.6 ± 21.2	0	< 174.0	0	< 95.9	90	268	119	4.4	8.0	6.2	15.8	29.7	21.6	13.5	49.2	22.7
226	1	1328.5 ± 48.2	1	629.5 ± 35.2	1	240.3 ± 23.7	270	151	68	8.4	6.3	5.1	27.3	22.3	16.4	38.8	26.5	16.3
227	1	4231.6 ± 229.1	1	2463.5 ± 131.5	1	1165.4 ± 73.8	1340	756	335	18.4	13.6	11.1	60.9	49.9	36.4	220.1	120.9	63.2
228	0	< 37.7	0	< 32.3	0	< 19.3	28	16	7	3.1	2.5	2.0	10.9	9.3	6.0	5.5	4.8	1.4
229	0	< 206.9	0	< 92.8	0	< 59.2	186	104	46	6.5	5.1	4.0	22.6	18.2	13.3	64.8	24.4	14.0
230	1	2294.8 ± 106.6	1	1048.0 ± 72.1	1	373.4 ± 31.9	474	262	120	11.0	8.4	6.4	36.2	29.4	21.8	99.6	65.3	22.4
231	2	356.3 ± 8.8	2	134.4 ± 10.5	2	48.6 ± 20.7	143	83	37	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
232	1	1524.0 ± 87.1	1	611.4 ± 48.2	1	205.9 ± 35.6	325	185	80	10.6	6.9	5.2	30.0	24.7	17.8	81.0	40.8	30.4
233	1	5224.3 ± 208.3	1	2203.1 ± 107.2	1	751.4 ± 68.4	809	450	199	21.1	12.6	9.0	47.3	38.5	28.1	201.7	99.3	61.7
234	0	< 403.9	0	< 269.4	0	< 137.1	929	522	232	8.7	6.7	5.4	50.6	41.4	30.4	124.4	79.4	33.7
235	0	< 102.9	0	< 104.7	0	< 56.9	234	131	58	4.5	3.5	2.8	25.4	20.9	15.5	22.6	27.8	10.5
236	0	< 317.3	0	< 212.5	0	< 99.2	415	233	103	6.1	4.5	3.7	33.9	27.8	20.1	100.0	65.0	26.0
237	1	3453.6 ± 164.2	1	1473.2 ± 116.5	1	509.6 ± 50.5	571	323	142	12.6	9.2	7.2	39.7	32.6	23.7	158.9	111.5	44.0
238	1	351.5 ± 58.3	1	187.9 ± 36.9	1	87.7 ± 20.7	260	151	66	7.7	6.2	4.9	26.8	22.3	16.2	51.2	28.7	12.0
239	1	6684.3 ± 127.1	1	2739.4 ± 86.4	1	938.7 ± 33.1	533	297	136	23.3	12.0	8.1	38.4	31.3	23.2	118.9	79.7	22.2
240	0	< 182.5	0	< 153.8	0	< 106.6	203	114	50	9.9	7.6	6.1	56.1	46.0	33.6	21.3	21.4	9.8
241	1	97.0 ± 30.8	1	40.8 ± 22.8	0	< 26.0	111	66	27	3.2	2.6	1.2	17.5	14.7	6.0	25.1	17.1	6.2
242	1	4008.9 ± 223.0	1	1916.3 ± 163.4	1	764.8 ± 75.2	994	558	250	16.0	11.4	9.3	52.4	42.9	31.5	216.2	157.3	67.6
243	1	3278.1 ± 239.1	1	1635.0 ± 182.9	1	618.5 ± 85.2	1438	811	357	10.9	8.4	6.7	63.1	51.7	37.6	230.4	175.2	76.1
244	1	11627.9 ± 191.5	1	4833.0 ± 86.5	1	1612.2 ± 51.6	861	488	215	11.9	7.9	6.1	48.8	40.1	29.2	184.8	76.3	42.2
245	0	< 137.2	0	< 74.7	0	< 48.8	183	103	45	4.3	3.1	3.1	22.7	18.7	13.2	39.5	16.2	9.0
246	1	12459.9 ± 405.2	1	5559.6 ± 214.2	1	2128.2 ± 115.2	1653	932	411	22.6	15.3	12.5	67.6	55.4	40.3	398.9	206.3	107.1
247	1	27785.6 ± 418.1	1	12088.0 ± 272.4	1	4533.9 ± 134.9	1996	1124	499	27.8	18.7	14.3	74.3	60.8	44.4	410.5	264.9	126.6
248	0	< 39.4	0	< 27.5	0	< 19.5	44	24	11	1.8	1.5	1.3	10.9	8.9	6.3	7.1	1.6	1.1
249	1	153.5 ± 25.8	1	83.6 ± 20.5	1	27.5 ± 11.5	102	60	24	4.7	4.1	3.0	16.8	14.1	9.7	19.0	14.4	5.4
250	0	< 1571.7	0	< 934.2	0	< 267.5	3117	1753	779	16.4	12.7	10.1	92.9	76.0	55.6	515.3	301.7	69.0
251	1	50616.9 ± 226.4	1	20088.2 ± 204.0	1	6816.0 ± 70.7	1394	784	350	72.9	32.4	18.6	62.1	50.8	37.2	205.1	194.9	57.2
252	1	1220.7 ± 77.0	1	648.0 ± 87.0	1	295.6 ± 32.7	450	258	115	10.1	7.7	6.4	35.3	29.1	21.3	67.7	81.6	24.0
253	1	476.6 ± 40.9	2	150.4 ± 6.0	2	61.9 ± 9.0	199	111	48	4.5	0.0	0.0	23.5	0.0	0.0	33.2	0.0	0.0
254	1	11189.7 ± 781.8	1	4931.9 ± 536.2	1	1734.5 ± 245.2	4003	2254	1000	32.2	23.5	18.8	105.2	86.2	62.9	774.0	528.7	236.3
255	1	2203.5 ± 393.5	1	1304.8 ± 187.7	1	621.8 ± 79.2	1948	1096	486	20.9	15.4	12.5	70.6	57.8	42.1	386.6	177.9	65.8
256	1	7379.6 ± 79.9	1	2793.1 ± 57.7	1	913.1 ± 27.8	539	307	134	12.5	7.1	4.6	38.6	31.8	22.9	68.8	47.6	14.9
257	1	4785.2 ± 434.5	1	2465.2 ± 304.6	1	949.1 ± 129.0	2481	1394	622	24.2	18.6	14.9	82.8	67.8	49.6	425.9	296.4	118.1
258	2	271.7 ± 5.0	2	95.7 ± 6.0	2	31.2 ± 10.0	456	255	113	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
259	1	4066.4 ± 262.3	1	2118.2 ± 141.8	1	945.3 ± 87.7	1652	930	412	20.8	15.3	12.1	67.6	55.3	40.4	252.6	129.6	76.9
260	1	7119.3 ± 156.8	1	2985.4 ± 98.3	1	1035.0 ± 42.6	552	307	136	22.5	9.1	5.2	39.1	31.8	23.2	150.1	92.5	35.3
261	1	1989.5 ± 116.6	1	1039.7 ± 124.3	1	415.0 ± 59.3	683	387	174	13.8	9.7	7.9	43.4	35.7	26.2	107.4	118.7	52.6
262	1	6725.1 ± 188.9	1	3055.0 ± 175.9	1	1160.3 ± 101.7	1061	600	261	16.4	12.3	9.9	54.2	44.5	32.1	180.2	169.8	96.0
263	1	32493.1 ± 2546.8	1	16657.1 ± 2242.4	1	7142.4 ± 1118.3	15566	8751	3884	60.8	46.0	36.9	207.5	169.8	123.9	2537.6	2235.5	1110.8
264	1	720.3 ± 49.0	1	410.0 ± 30.7	1	183.9 ± 19.7	277	157	71	8.2	6.1	4.9	27.7	22.7	16.8	39.5	19.7	9.0
265	1	1018.4 ± 43.8	1	438.1 ± 32.2	1	143.9 ± 18.0	223	121	55	8.0	5.9	4.4	24.8	20.0	14.8	35.1	24.6	9.3
266	1	7614.5 ± 737.4	1	4064.4 ± 425.7	1	1852.1 ± 170.0	3294	1845	825	28.8	21.2	17.3	95.4	77.9	57.1	730.6	417.9	159.1
267	1	3433.7 ± 178.5	1	1717.0 ± 101.8	1	701.1 ± 53.4	1099	616	273	18.1	13.2	10.2	55.1	45.1	32.9	168.8	90.3	40.8
268	1	6293.5 ± 89.6	1	2690.4 ± 61.5	1	985.3 ± 25.4	418	238	107	20.9	11.2	7.3	34.0	28.0	20.6	80.2	53.6	12.9
269 ^d	0	< 1035.2	0	< 830.0	0	< 291.8	1271	715	317	10.6	7.9	6.4	59.3	48.5	35.4	339.8	272.3	90.4
270	1	6235.2 ± 576.9	1	2691.3 ± 256.7	1	964.5 ± 107.8	2135	1196	533	25.8	18.1	14.6	76.8	62.8	45.9	571.2	248.2	96.5
271	1	2735.8 ± 140.6	1	1444.8 ± 102.2	1	610.1 ± 46.8	658	366	161	14.0	9.7	8.2	42.6	34.7	25.2	133.2	95.7	38.5
272	0	< 1681.8	0	< 1453.7	0	< 663.2	3804	2140	951	18.4	13.9	11.3	102.6	83.9	61.5	550.8	477.1	212.0
273	1	4701.2 ± 189.2	1	2283.6 ± 158.1	1	888.6 ± 91.7	984	554	243	16.8	11.9	9.4	52.2	42.7	31.0	181.1	151.8	85.7
274	1	2237.0 ± 103.8	1	1120.7 ± 68.7	1	438.9 ± 33.5	456	255	114	11.0	7.8	6.9	35.5	29.0	21.2	96.9	61.8	25.0
275	1	5155.7 ± 152.4	1	2383.8 ± 99.2	1	903.3 ± 53.6	661	368	167	12.7	9.6	7.7	42.8	34.8	25.7	145.8	92.3	46.4
276	1	2681.0 ± 110.1	1	1228.5 ± 90.4	1	452.5 ± 44.9	588	330	150	12.2	9.3	7.2	40.3	33.0	24.4	101.7	83.7	37.1
277	1	240.8 ± 44.1	1	100.1 ± 29.6	1	39.0 ± 16.7	150	85	38	6.1	4.6	3.7	20.4	16.7	12.3	38.6	24.0	10.7
278 ^k	3	998.3 ± 106.5	3	452.6 ± 45.7	3	159.3 ± 30.8	393	218	97	10.3	7.4	5.9	33.0	26.8	19.6	100.7	36.3	23.0
279	1	2762.0 ± 189.7	1	1601.7 ± 127.9	1	730.4 ± 69.7	908	510	230	15.0	10.9	9.1	50.1	41.0	30.2	182.4	120.6	62.2
280	1	1988.2 ± 47.7	1	863.9 ± 30.6	1	306.2 ± 20.0	250	137	61	10.7	6.7	4.8	26.3	21.2	15.5	38.4	20.9	11.7
281	1	407.6 ± 26.8	1	182.5 ± 16.9	1	59.3 ± 12.4	101	58	26	5.0	3.9	3.1	16.8	13.8	10.1	20.3	8.9	6.5
282	0	< 38.1	0	< 31.0	0	< 20.4	38	21	9	3.0	2.5	1.8	10.9	8.9	6.3	5.8	4.7	1.9
283	1	9262.6 ± 135.4	1	4010.6 ± 81.2	1	1499.4 ± 47.2	678	381	174	18.0	11.1	8.5	43.3					

Table A.2: continued.

HRS	f_{250}	S_{250}^{\dagger}	f_{350}	S_{350}^{\dagger}	f_{500}	S_{500}^{\dagger}	N_{250}	N_{350}	N_{500}	err_{inst}^{250}	err_{inst}^{350}	err_{inst}^{500}	err_{conf}^{250}	err_{conf}^{350}	err_{conf}^{500}	err_{sky}^{250}	err_{sky}^{350}	err_{sky}^{500}
		(mJy)		(mJy)		(mJy)				(mJy)	(mJy)	(mJy)	(mJy)	(mJy)	(mJy)	(mJy)	(mJy)	(mJy)
292	1	5546.6 ± 83.6	1	2235.1 ± 72.1	1	719.9 ± 45.8	546	311	138	23.5	12.2	7.6	38.9	32.0	23.4	70.1	63.5	38.6
293	1	4384.8 ± 108.6	1	2021.9 ± 65.3	1	786.2 ± 39.1	621	353	153	12.7	9.6	7.3	41.5	34.1	24.7	99.5	54.8	29.4
294	1	2098.3 ± 56.3	1	1049.3 ± 49.0	1	398.8 ± 27.8	380	216	96	11.4	8.2	6.0	32.4	26.7	19.5	44.5	40.2	18.9
295	1	38865.7 ± 1154.7	1	16601.7 ± 673.0	1	5922.3 ± 288.8	4264	2406	1075	49.1	30.5	21.3	108.6	89.0	65.2	1148.6	666.4	280.6
296	1	419.0 ± 41.2	1	211.2 ± 34.9	1	100.0 ± 19.4	282	154	69	5.0	3.9	3.1	27.9	22.5	16.5	29.8	26.4	9.7
297	1	7826.9 ± 169.3	1	3747.1 ± 109.7	1	1514.6 ± 74.6	1133	637	282	19.6	13.1	10.3	56.0	45.8	33.4	158.6	98.8	65.9
298	1	2629.9 ± 71.4	1	1049.1 ± 33.2	1	352.6 ± 20.9	304	168	77	12.2	7.3	5.6	29.0	23.5	17.5	64.1	22.3	10.0
299	1	5049.0 ± 260.2	1	2611.8 ± 253.4	1	1139.4 ± 140.4	1540	862	381	19.5	14.3	11.6	65.3	53.3	38.8	251.1	247.3	134.4
300	1	567.6 ± 63.5	1	290.7 ± 43.0	1	105.2 ± 23.9	282	161	73	8.1	6.5	5.2	27.9	23.0	17.0	56.5	35.8	15.9
301	1	5174.5 ± 457.8	1	2867.7 ± 275.2	1	1317.9 ± 119.6	1933	1092	484	21.7	16.1	13.1	73.1	60.0	43.8	451.4	268.1	110.5
302	1	1462.0 ± 113.5	1	853.4 ± 53.4	1	389.9 ± 33.9	531	300	136	11.9	8.5	6.9	38.3	31.4	23.2	106.2	42.3	23.7
303	1	1499.9 ± 57.6	1	572.9 ± 41.4	1	173.7 ± 21.2	317	178	78	11.1	7.5	5.4	29.6	24.2	17.6	48.2	32.7	10.5
304	1	3676.8 ± 94.7	1	1734.4 ± 66.2	1	635.9 ± 40.0	595	333	146	14.3	9.7	7.4	40.6	33.1	24.0	84.4	56.5	31.1
305	1	332.6 ± 58.1	1	163.8 ± 45.8	1	59.0 ± 19.5	212	116	54	7.3	5.3	4.5	24.2	19.5	14.6	52.3	41.1	12.1
306	1	3199.0 ± 288.8	1	1277.5 ± 194.1	1	364.8 ± 95.8	1645	931	415	21.5	14.9	12.1	67.4	55.4	40.5	280.0	185.5	86.0
307	1	17755.3 ± 803.5	1	8647.4 ± 639.7	1	3501.9 ± 308.0	4550	2557	1134	33.8	25.1	20.3	112.2	91.8	67.0	794.9	632.6	299.9
308	2	92.4 ± 6.0	2	31.6 ± 6.0	0	< 30.3	65	38	15	0.0	0.0	2.8	0.0	0.0	9.1	0.0	0.0	3.4
309	1	786.0 ± 32.6	1	418.5 ± 28.2	1	177.7 ± 16.1	177	97	45	6.4	5.2	4.2	22.1	17.9	13.3	23.2	21.1	8.0
310	1	3073.6 ± 146.6	1	1287.9 ± 114.7	1	468.6 ± 54.5	660	367	165	14.3	9.8	7.7	42.7	34.8	25.5	139.5	108.9	47.5
311	1	7815.5 ± 383.2	1	3672.6 ± 303.2	1	1382.8 ± 135.8	1780	1002	446	21.6	16.0	12.8	70.1	57.4	42.0	376.1	297.3	128.5
312	0	< 115.6	0	< 90.2	0	< 65.5	89	50	22	6.5	4.7	3.8	35.5	28.8	21.2	13.5	7.2	3.3
313	1	3052.5 ± 149.3	1	1596.4 ± 79.4	1	670.7 ± 50.5	875	491	218	15.2	11.0	8.9	49.2	40.2	29.4	140.1	67.6	40.1
314	1	2048.1 ± 80.3	1	1118.4 ± 51.8	1	494.0 ± 45.6	518	294	132	11.4	8.5	6.8	37.8	31.1	22.9	69.8	40.6	38.9
315	1	522.8 ± 125.8	1	280.8 ± 78.5	1	149.5 ± 47.2	638	364	163	12.6	9.9	7.6	42.0	34.6	25.4	117.9	69.7	39.0
316	0	< 46.8	0	< 35.9	0	< 22.3	51	28	12	2.2	1.6	1.3	12.0	9.6	6.6	9.7	7.0	3.2
317	1	333.6 ± 56.0	1	187.5 ± 25.4	1	73.7 ± 18.0	187	105	47	6.8	5.2	4.1	22.7	18.6	13.6	50.7	16.5	11.1
318	1	3268.5 ± 119.2	1	1611.6 ± 105.8	1	652.5 ± 46.3	560	317	140	12.3	9.3	7.1	39.3	32.3	23.5	111.9	100.3	39.2
319	1	5099.6 ± 334.4	1	2672.5 ± 219.7	1	1155.6 ± 89.2	1725	971	435	20.7	15.3	12.3	69.1	56.5	41.5	326.5	211.7	78.0
320	1	6699.0 ± 358.1	1	3578.2 ± 213.9	1	1582.6 ± 100.8	1921	1079	482	21.9	16.0	13.0	72.9	59.6	43.7	349.9	204.8	89.9
321	1	1390.6 ± 31.9	1	600.5 ± 25.1	1	210.7 ± 14.9	145	81	36	7.2	5.3	3.9	20.0	16.3	11.9	23.8	18.3	8.0
322	1	2972.6 ± 380.4	1	1701.2 ± 313.4	1	769.5 ± 138.6	1985	1120	497	13.4	10.0	8.1	74.1	60.7	44.3	372.9	307.3	131.1
323	1	4047.4 ± 63.5	1	1857.5 ± 49.0	1	707.0 ± 24.4	410	233	103	14.1	9.2	6.7	33.7	27.8	20.2	52.0	39.3	12.0

Notes. Errors in this table do not contain the 7% calibration errors. Flux densities in this table do not contain colour corrections.

(a) Presence of a companion galaxy; flux densities are overestimated.

(b) Presence of a background source that cannot be separated at 250, 350 and 500 μm ; flux densities are overestimated.

(c) Presence of a background source that cannot be separated at 350 and 500 μm ; flux densities are overestimated.

(d) Presence of a strong cirrus.

(e) The source is considered point like; however in the PLW band (500 μm), even if there is a detection, the emission of the galaxy is dominated by a background source; the 500 μm flux density is thus an upper limit.

(f) Particular aperture adapted to take into account M86's structures (Gomez et al. 2010a; Cortese et al. 2010).

(g) Aperture is off-centered to match the particular shape of NGC 4438 (Cortese et al. 2010).

(h) Flux densities in SPIRE bands dominated by synchrotron emission (Baes et al. 2010; Boselli et al. 2010a)

(i) Presence of the companion NGC 4496B; flux densities are overestimated.

(j) NGC 4567 and NGC 4568, the two galaxies are overlapping; flux densities are overestimated.

(k) Presence of a background source that cannot be separated at 500 μm ; flux are overestimated.

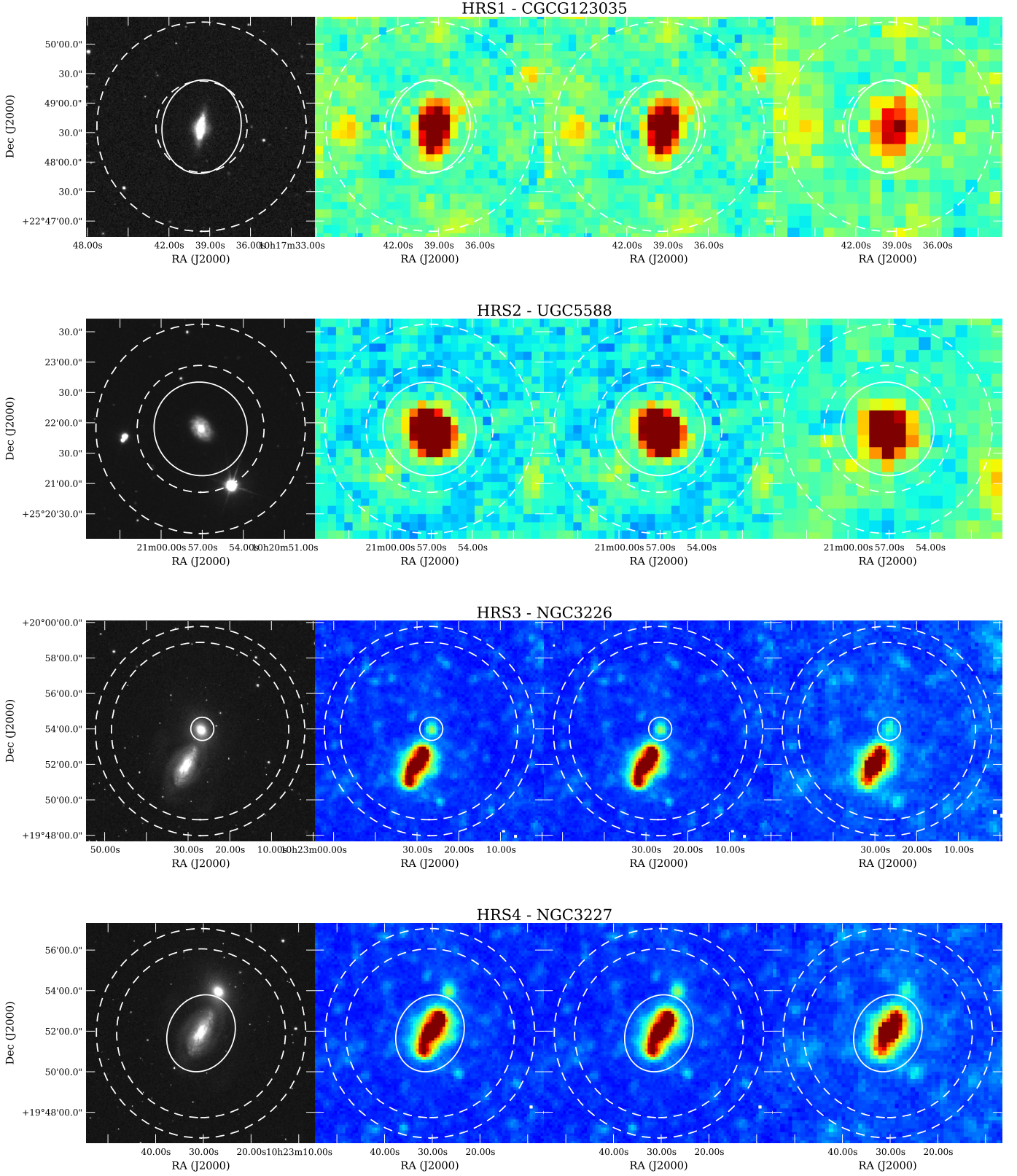


Fig. A.1: Images of 4 HRS galaxies. From left to right: SDSS r' band image, 250, 350, and 500 μm *Herschel* images. The aperture used for the photometry is indicated by the solid line and the annulus, where the background is estimated, is indicated in dashed lines. The images of all the HRS galaxies are available on Hedam: <http://hedam/HRS/index.php>.

Détails sur les calculs de σ_{pix} et σ_{sky}

Pour calculer σ_{pix} et σ_{sky} , on dispose un certain nombre de boîtes autour de la source (dont le nombre varie selon la taille de l'image et la taille de la galaxie). A partir de ces boîtes, on détermine σ_{pix} comme la moyenne des écart-types des pixels appartenant aux boîtes, et σ_{sky} comme l'écart-type des moyennes des boîtes. Cependant, la valeur de ces σ dépend de la taille de la boîte, et des positions auxquelles on les place. Pour illustrer ce point, sont présentées dans la Table 5.1 les valeurs de σ_{pix} , σ_{sky} et l'erreur (Equation 5.3) pour différentes taille de boîtes et différents placements dans le cas de HRS 46.

L'écart maximale relevé entre deux configurations différentes dans ce test est de 60% (entre des boîtes de 5×5 placées au hasard et des boîtes de 10×10 placées aux endroits sans sources de fond ni cirrus. La boîte idéale aurait le même nombre de pixels que l'ouverture dans laquelle on veut extraire le flux. Cependant la taille des images SPIRE du HRS nous empêche de disposer de telles régions en nombre suffisant pour obtenir une bonne statistique. Nous avons donc choisi d'utiliser des boîtes de 10×10 pixels. Pour que l'erreur reflète au maximum les incertitudes que l'on a sur l'estimation de l'émission du ciel, et pour prendre en compte le grand nombre de source d'arrière plan, ainsi que l'impact des cirrus, nous disposons ces boîtes de manière totalement aléatoire.

Test sur l'impact du bruit du aux structures de grandes échelles

Afin de tester la formule de [Boselli et al. \(2003\)](#) pour les images *Herschel* contaminée par les cirrus galactiques, j'ai créé une image artificielle de 500 pixels sur 500 dont les valeurs sont choisies au hasard entre 0. et 1., suivant une distribution gaussienne. En plus de ce bruit gaussien, un gradient est appliqué dont l'intensité peut-être modifiée afin de tester différents cas. Les valeurs prises au hasard dans la distribution gaussienne simulent le bruit pixel à pixel, alors que le gradient appliqué correspond aux grandes structures du fond du ciel tels que les nuages galactiques observables sur les images *Herschel*.

Sur cette image, on dispose une ouverture circulaire correspondant à l'ouverture photométrique que l'on utiliserait pour extraire le flux d'une source, ainsi qu'un anneau concentrique dans lequel on estimerait l'émission du fond du ciel. Dans chaque cas, 15 boîtes de 10 pixels de côté, réparties dans l'anneau, seront utilisées pour calculer les quantités suivantes :

- $\sigma_{aperture}$: écart-type des pixels de l'ouverture : **valeur de référence**
- $\sigma_{annulus}$: écart-type des pixels de l'anneau servant à estimer le fond du ciel
- σ_{sky} : écart-type des valeurs moyennes de chaque boîte
- σ_{pix} : moyenne des écart-types de chaque boîte
- $\sigma_{box} : \sqrt{\sigma_{sky}^2 + \sigma_{pix}^2}$

Nous cherchons donc à déterminer comment reproduire la statistique des pixels de l'ouverture, à partir de celle de l'anneau, ou des boîtes. L'influence du gradient sur l'image est modifié afin de reproduire trois cas. Le premier correspond à une image sans grandes structures du ciel, où le bruit par pixel domine (Cas 1 : $\sigma_{pix} \gg \sigma_{sky}$, Figure 5.3 haut). Dans le deuxième cas, le bruit par pixel et l'erreur due aux grandes structures sont équivalentes

TABLE 5.1 – Valeurs de σ_{pix} , σ_{sky} et de l’erreur (Equation 5.3) pour différentes taille de boîtes et différents placements dans le cas de HRS 46.

	Placées au hasard		Placées aux endroits dégagés	
	5×5	10×10	5×5	10×10
σ_{sky}	0.0030 Jy/beam	0.0020 Jy/beam	0.0026 Jy/beam	0.0019 Jy/beam
σ_{pix}	0.0050 Jy/beam	0.0060 Jy/beam	0.0045 Jy/beam	0.0049 Jy/beam
err_{totale}	70.6 mJy	52.2 mJy	59.5 mJy	43.4 mJy

TABLE 5.2 – Valeurs des variables du test pour chaque cas d’image simulée (15 boîtes de 10×10 pixels).

	Cas 1	Cas 2	Cas 3
$\sigma_{aperture}$	0.994	1.154	2.665
$\sigma_{annulus}$	0.997	1.363	4.288
σ_{sky}	0.133	0.953	4.453
σ_{pix}	0.988	0.983	0.308
σ_{box}	0.997	1.369	4.464

(Cas 2 : $\sigma_{pix} \approx \sigma_{sky}$, Figure 5.3 bas), et dans le troisième, c’est cette dernière qui domine (Cas 3 : $\sigma_{pix} \ll \sigma_{sky}$, Figure 5.3 milieu).

Pour chaque cas, on trace l’histogramme des pixels se trouvant dans l’ouverture et celui des pixels dans l’anneau (Figure 5.4). Nous regroupons dans la Table 5.2 les valeurs des variables définies précédemment.

Dans les cas où le bruit du aux structures à grande échelle du fond du ciel est de négligeable à équivalent au bruit par pixel, la dispersion dans l’anneau nous donne une bonne estimation de la dispersion dans l’ouverture utilisée pour extraire le flux de la galaxie, $\sigma_{aperture} \approx \sigma_{annulus}$. Lorsque le bruit des structures devient dominant alors ce n’est plus le cas, et la dispersion dans l’anneau est supérieure à celle de l’ouverture. Il est à noter que dans les trois cas, $\sigma_{box} \approx \sigma_{annulus}$ validant la méthode de calcul d’erreur de Boselli et al. (2003). En résultat de ce test, nous traçons $\sigma_{aperture}/\sigma_{annulus}$ en fonction de $\sigma_{sky}/\sigma_{pxl}$ dans le quadrant haut, et l’histogramme de $\sigma_{sky}/\sigma_{pxl}$ mesuré sur toutes les images HRS (Figure 5.5). Tel qu’il est déterminé, σ_{sky} donne une bonne mesure de la dispersion des pixels à l’intérieur de l’ouverture si $\sigma_{sky} \leq \sigma_{pxl}$, ce qui est le cas pour nos images. De plus, $\sigma_{annulus} \approx \sqrt{\sigma_{sky}^2 + \sigma_{pxl}^2} \geq \sigma_{aperture}$. Les propriétés de la distribution des pixels à l’intérieur de l’ouverture peuvent être surestimées au plus d’un factor 15% en utilisant la technique de Boselli et al. (2003).

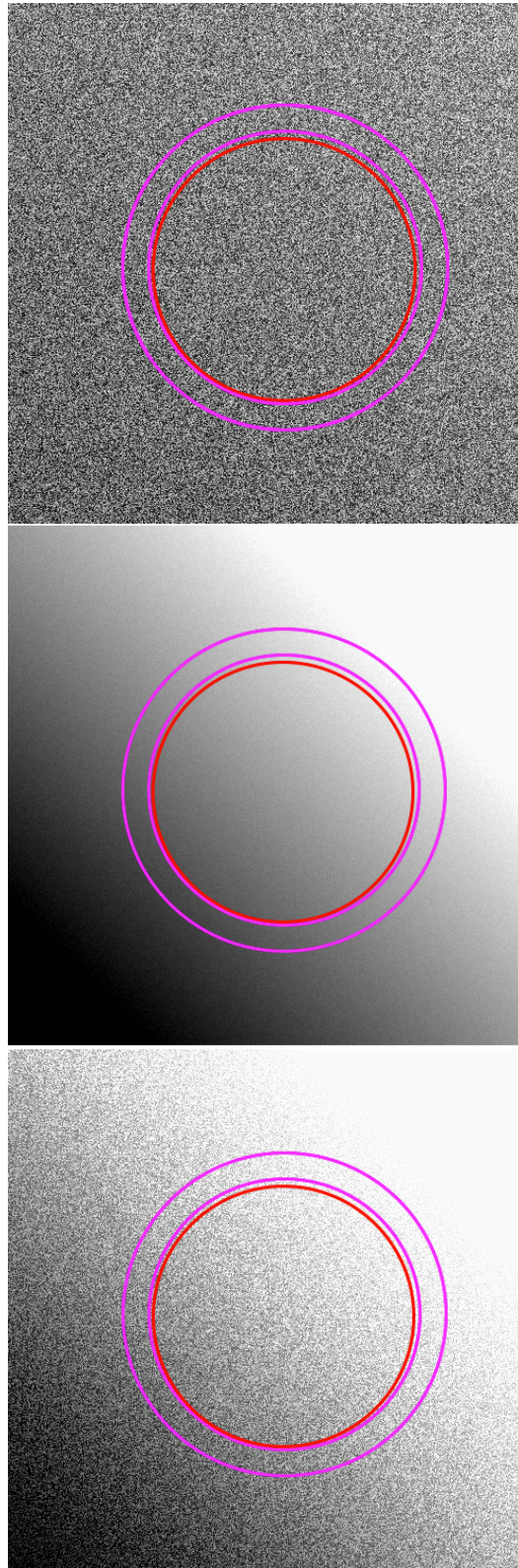


FIGURE 5.3 – Images artificielles créées pour déterminer la meilleure méthode pour estimer l’erreur sur la mesure du flux dans l’ouverture. En haut, l’image est dominé par le bruit pixel à pixel (Cas 1). En bas le bruit pixel à pixel et le bruit du aux larges structures du ciel sont équivalents (Cas 2). Au milieu le bruit du aux grandes structures est dominant (Cas 3). Le cercle rouge correspond à l’ouverture photométrique, et l’anneau magenta correspond à la région d’où on extrait les statistiques du ciel.

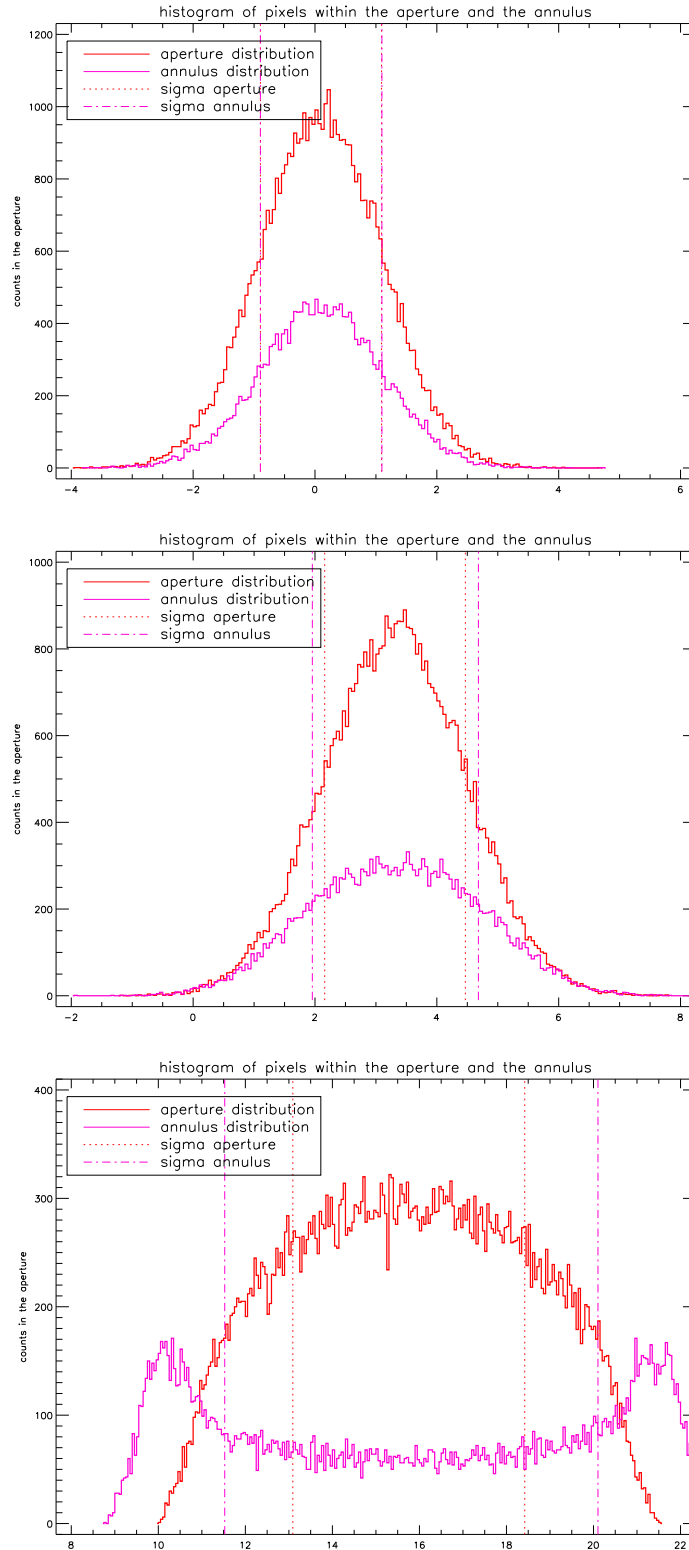


FIGURE 5.4 – Histogramme des pixels dans les deux ouvertures pour chaque cas. En rouge l’histogramme des pixels de l’ouverture et en magenta l’histogramme des pixels dans l’anneau. En haut : cas où le bruit par pixel domine (Cas 1), au milieu : équivalence du bruit par pixel et du bruit du aux grandes structures du ciel (Cas 2), en bas : les larges structures dominant (Cas 3). La ligne rouge pointillée correspond à l’écart-type de la distribution des pixels de l’ouverture, et la ligne tiretée magenta correspond à l’écart-type de la distribution des pixels dans l’anneau.

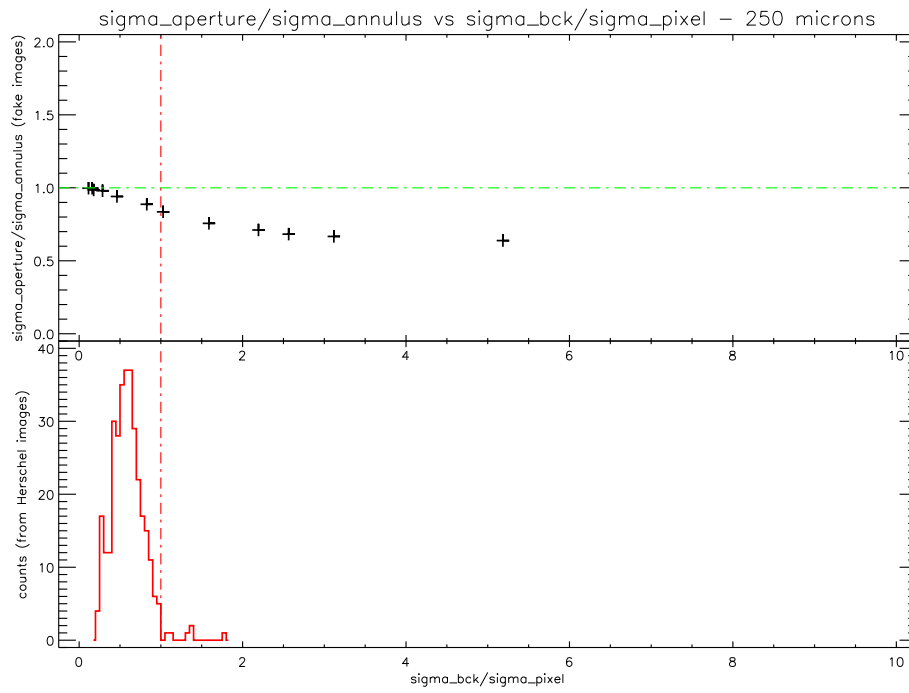


FIGURE 5.5 – $\sigma_{aperture}/\sigma_{annulus}$ en fonction de $\sigma_{sky}/\sigma_{pxl}$ dans le quadrant haut, et l'histogramme de $\sigma_{sky}/\sigma_{pxl}$ mesuré sur toutes les images HRS.

Données complémentaires du *Herschel* Reference Survey

Sommaire

6.1	Données photométriques complémentaires	86
6.1.1	Ultraviolet et optique	86
6.1.2	Infrarouge proche	87
6.1.3	Infrarouge moyen	87
6.1.4	Infrarouge lointain	90
6.1.5	H α	92
6.2	Données spectroscopiques complémentaires	93
6.2.1	Observations HI et CO	93
6.2.2	Spectroscopie intégrée	94
6.3	Données et mesures des paramètres physiques	94
6.3.1	Masse stellaire M_*	96
6.3.2	Brillance de surface dans la bande H : $\mu_e(H)$	96
6.3.3	Atténuations $A(FUV)$ et H α	96
6.3.4	Brillance de surface H α : $\Sigma(H\alpha)$	97
6.3.5	Taux de formation stellaire : SFR	97
6.3.6	Taux de naissance ou taux de formation stellaire spécifique : b ou $sSFR$	99
6.3.7	Métallicité : $12 + \log(O/H)$	99
6.3.8	Déficiencia en HI : $defHI$	99

Pour d'étudier le rôle de la poussière dans l'évolution des galaxies, les données submillimétriques ne suffisent pas. En effet, pour en caractériser toutes les propriétés physiques, il est indispensable d'obtenir des données multi-longueurs d'ondes complémentaires pour toutes les galaxies du HRS, de l'ultraviolet au submillimétrique. Les densités de flux dans chaque domaine du spectre permettent de construire la distribution spectrale d'énergie (SED) d'une galaxie, à partir de laquelle un grand nombre de propriétés peuvent être déduites comme par exemple la luminosité en infrarouge, la quantité de poussière selon le type de la galaxies, etc. Une deuxième étape est de combiner ces données photométriques et spectroscopiques afin d'obtenir des paramètres physiques servant d'outils à la compréhension des mécanismes liés à la poussière. Les galaxies du HRS bénéficient d'un grand nombre d'observations complémentaires à *Herschel*, certaines proviennent de la littérature, d'autres d'un effort collectif effectué principalement par notre groupe et nos

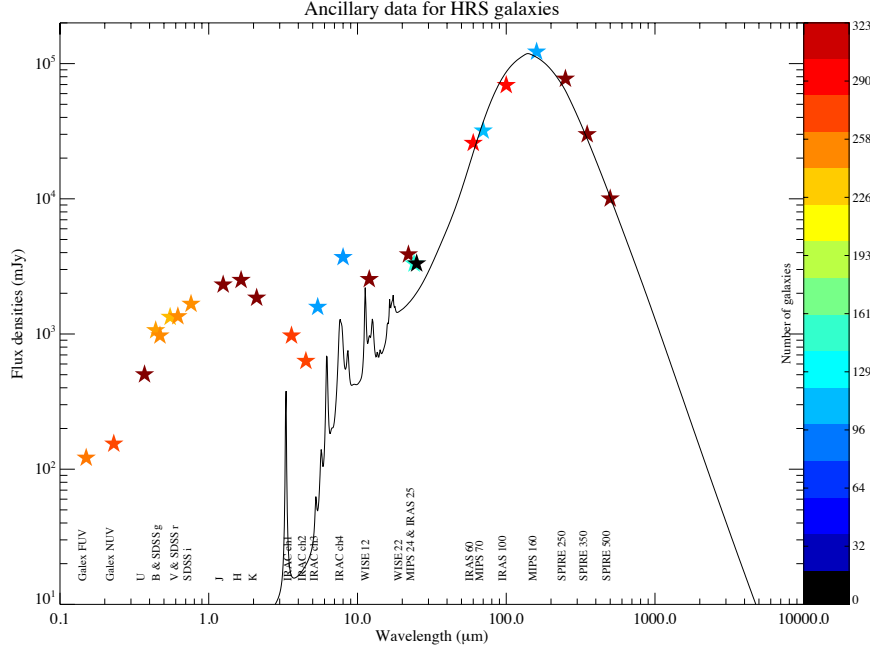


FIGURE 6.1 – Couverture photométrique du HRS. Les étoiles correspondent aux densités de flux mesurés ou provenant de la littérature. La couleur des étoiles est codée selon le nombre de galaxies pour lesquelles la mesure est disponible. La ligne noire correspond à un exemple de modèle de [Draine & Li \(2007\)](#).

plus proches collaborateurs. La Figure 6.1 présente la disponibilité des données en fonction des bandes photométriques. Dans ce chapitre, je décris en première partie les données photométriques et spectroscopiques, puis je présente les outils qui nous permettront d’effectuer l’analyse de nos données.

6.1 Données photométriques complémentaires

6.1.1 Ultraviolet et optique

L’émission ultraviolet est due aux étoiles jeunes tandis que l’émission dans le visible provient des étoiles d’âges intermédiaires.

Le HRS bénéficie de données complémentaires en ultraviolet grâce au satellite GALEX ([Martin et al. 2005](#)), en ultra-violet lointain (FUV ; $\lambda = 1539\text{\AA}$) et en ultra-violet proche (NUV ; $\lambda = 2316\text{\AA}$), ainsi qu’en optique grâce aux données SDSS dans les bandes u , g , r , i et z . La réduction de ces données et l’extraction des flux sont entièrement décrits

dans Cortese et al. (2012), je résume ici brièvement la méthode employée.

Une proposition d'observation des galaxies du HRS pour le Cycle 6 de GALEX portée par Luca Cortese s'était vue attribué le temps demandé. Cependant, à cause d'un problème technique sur le détecteur FUV d'une part, et à des coupures budgétaires d'autre part, toutes les galaxies HRS n'ont pas pu être observées par GALEX. Les mesures de flux ultra-violet proviennent donc d'images aux temps d'exposition différents. Sont combinées aux observations de Luca Cortese, des observations du GALEX Ultraviolet Virgo Cluster Survey (GUVICS, Boselli et al. 2011b), d'autres du Nearby Galaxy Survey et du Medium Imaging Survey, et enfin pour compléter, des observations provenant du All Sky Imaging Survey. Au final, les mesures sont disponibles pour 310 galaxies dans la bande NUV, et pour 273 galaxies dans la bande FUV.

Les images SDSS sont disponibles dans le *Sloan Digital Sky Survey* DR7 (SDSS-DR7 Abazajian et al. 2009) pour 313 galaxies dans les cinq bandes. Cependant, les images dans les bandes u et z sont de médiocre qualité par manque de sensibilité. Seule la photométrie des bandes g , r et i est effectuée.

Les flux des galaxies ont été extraits par photométrie de brillance de surface dans chaque bande GALEX et SDSS. C'est-à-dire que les flux sont calculés dans une série d'ellipses concentriques, centrées sur la galaxie partant du centre de celle-ci jusqu'au delà du rayon optique. La première ellipse a un axe majeur de $6''$ puis, pour les ellipses suivantes, les axes augmentent linéairement par pas de $3''$. À partir d'un certain rayon, la brillance de surface atteint un plateau dont la valeur correspond au flux intégré de la galaxie. Les incertitudes sur les brillances de surface et les magnitudes intégrées sont calculées suivant les techniques décrites par Gil de Paz et al. (2007) et Boselli et al. (2003), et sont de l'ordre de 10-15%.

6.1.2 Infrarouge proche

L'émission en infrarouge proche est due aux étoiles vieilles de faibles luminosité.

Les galaxies du HRS ont toutes été observées dans les filtres J, H et K par 2MASS (Jarrett et al. 2003) qui a effectué un relevé complet du ciel dans ces bandes. Des observations profondes en bandes B, V, H et K pour toutes les galaxies de l'amas de la Vierge et quelques galaxies appartenant à Coma I sont disponibles dans la base de données GOLDmine¹ (Gavazzi et al. 2003). Elles proviennent de sondages optiques et proche infrarouges de l'amas de la Vierge entrepris par Boselli et al. (1997, 2000, 2003) et Gavazzi et al. (2000).

6.1.3 Infrarouge moyen

Jusqu'à environ $5\ \mu\text{m}$, l'émission est due aux étoiles vieilles. Aux longueurs d'ondes supérieures à $5\ \mu\text{m}$, elle est due à la contribution simultanée des PAH et de la poussière chaude (jusqu'à environ $10\ \mu\text{m}$) puis de la poussière chaude seule. Des données entre $5\ \mu\text{m}$ et environ $10\ \mu\text{m}$ sont indispensables si l'on veut caractériser l'émission des PAH.

1. <http://goldmine.mib.infn.it/>

La poussière chaude contribuant en majeure partie à la luminosité infrarouge, il est indispensable d'avoir des observations autour de 24 μm afin de la contraindre.

Spitzer/IRAC

Dans le *Spitzer* Data Archive², des images IRAC (Fazio et al. 2004) sont disponibles pour 277, 275, 131 et 129 galaxies à 3.6 μm (ch1), 4.5 μm (ch2), 5.8 μm (ch3) et 8.0 μm (ch4) respectivement. L'extraction des flux dans les trois premières bandes n'étant pas une priorité pour mon travail d'ajustement de la partie infrarouge des SEDs, et prenant un temps considérable à effectuer (il faut masquer une à une chaque étoile dans chaque image), j'ai pour le moment concentré mes efforts sur la bande à 8 μm . En effet, la plus importante raie d'émission des PAH se trouve à 7.7 μm (Draine 2003), il est donc nécessaire d'avoir la mesure de la densité de flux des galaxies à cette longueur d'onde afin de contraindre leur émission.

La FWHM du canal 4 d'IRAC est de 1.9'', les pixels des images ont une taille de 0.6''. Dans un premier temps, j'ai converti les images de MJy/sr en $\mu\text{Jy/pixel}$, puis j'ai remplacé les pixels morts (NaN) par la valeur médiane des pixels les entourant. Ensuite, afin de soustraire l'émission du fond du ciel qui aurait été laissé après la réduction des images, j'ai défini des ouvertures circulaires de 12'' de rayons autour de chaque galaxies (le nombre d'ouvertures dépend de la taille de la galaxie, généralement entre 6 et 10). J'ai considéré la valeur médiane de tous les pixels compris dans ces ouvertures comme correspondant à l'émission du fond du ciel, que j'ai ensuite soustrait à l'image. Toutes les étoiles froides et les sources fortes autres que la galaxie ont été masqué au moyen de la tâche *imedit* d'IRAF.

J'ai pu ensuite procéder à l'extraction des flux dans une ouverture adaptée à la forme de la galaxie afin de tenir compte de toute son émission infrarouge, et d'éviter d'éventuelles contaminations dues au fond du ciel. Etant donné le champ de vue réduit des images IRAC par rapport aux images SPIRE, l'utilisation des ouvertures SPIRE n'a pas été possible. Pour la même raison, j'ai effectué les mesures statistiques me permettant de déterminer l'erreur sur la mesure à partir de boîtes de 10 pixels de côté, et non d'anneaux concentriques à la galaxies comme pour les images *Herschel*, voir Chapitre 5. A partir de ces boîtes, j'ai estimé les erreurs en suivant les instructions de Boselli et al. (2003). J'ai donc pris en compte deux termes, le premier étant l'erreur pixel par pixel et le second l'erreur sur les grandes fluctuations du ciel. L'erreur pixel par pixel s'estime en calculant la moyenne des déviations standards de chacune des boîtes, alors que l'erreur sur les larges fluctuations du ciel se calcule en mesurant la déviation standard des valeurs moyennes de chaque boîtes. A cette erreur stochastique, une erreur de calibration de 10% a été ajoutée de façon quadratique, comme l'a indiqué Dale et al. (2007). Les densités de flux IRAC ainsi mesurée doivent être corrigé d'éventuelles effets d'ouvertures afin de prendre en compte la diffusion des photons entrant dans le détecteur d'IRAC³. A partir des paramètres fournis par la Table 4 de Dale

2. <http://irsa.ipac.caltech.edu/data/SPITZER/docs/spitzerdataarchives/>

3. <http://ssc.spitzer.caltech.edu/irac/calib/extcal/>

et al. (2007), j'ai dérivé et appliqué ces corrections d'ouverture (équation 2 de Dale et al. 2007) :

$$f_{True}^{IRAC} = f_{Measured}^{IRAC} \times (Ae^{-rB} + C) \quad (6.1)$$

Avec $r = \sqrt{ab}$ (a et b sont les demi grand et petit axes de l'ouverture respectivement, en arcsecondes). $A = 1.37$, $B = 0.330$ et $C = 0.740$ (Dale et al. 2007).

Afin de vérifier les mesures, j'ai cherché dans la littérature des mesures de flux IRAC à $8 \mu\text{m}$ déjà disponibles pour certaines galaxies HRS (Figure 7.3). Huit galaxies sont en commun avec l'échantillon SINGS (the *Spitzer* Infrared Nearby Galaxies Survey, Kennicutt et al. 2003; Dale et al. 2005); Panuzzo et al. (2007) ont estimé la densité de flux de deux autres galaxies, et nous avons une dernière galaxie en commun avec Willmer et al. (2009). Il y a un très bon accord entre les mesures de Dale et al. (2005), celles de Willmer et al. (2009) et les notres. Cependant, on notera un décalage qui n'est pas compris dans les barres d'erreurs de la mesure de Panuzzo et al. (2007) par rapport à la notre. Etant donné le peu de statistiques que ces quelques galaxies nous donnent, j'ai comparé mes mesures à celle obtenues pour 18 galaxies en commun par Boselli et al. (2003) à $6.75 \mu\text{m}$ (ISO). Malgré un léger décalage dû à la différence de longueur d'onde, les mesures sont en bon accord.

WISE

Le Wide-field Infrared Survey Explorer (WISE, Wright et al. 2010) de la NASA a effectué l'observation du ciel en entier dans les bandes proche-infrarouge et infrarouge moyen, à $3.4 \mu\text{m}$, $4.6 \mu\text{m}$, $12 \mu\text{m}$ et $22 \mu\text{m}$ avec une résolution angulaire de $6.1''$, $6.4''$, $6.5''$ et $12''$ respectivement. Ainsi, l'ensemble des galaxies HRS a été observé dans ces quatre longueurs d'ondes. Pour les mêmes raisons invoquées plus tôt pour les images IRAC ch1, ch2 et ch3, je n'ai effectué la photométrie des galaxies HRS qu'à 12 et $22 \mu\text{m}$. Dans ces deux bandes, WISE a observé le ciel avec un temps d'exposition égal à 8.8 secondes. Chaque exposition observait un champ de $47'$, produisant ainsi au moins 8 expositions par position sur l'écliptique et augmentant la profondeur des observations en se rapprochant des pôles. Les images finales ont une taille de pixel de $1.375''$. WISE a atteint une sensibilité de 5σ pour des sources ponctuelles meilleures que 1 et 6 mJy, à 12 et $22 \mu\text{m}$ respectivement, dans des régions claires de l'écliptique. La sensibilité s'améliore vers les pôles grâce à une couverture plus importante, et à la diminution de la lumière zodiacale.

En Mars 2012, les données finales ont été diffusées. À partir du WISE Science Archive⁴, j'ai chargé les images des 323 galaxies HRS à 12 et $22 \mu\text{m}$, en choisissant une taille d'image me permettant d'utiliser les ouvertures créées pour la photométrie *Herschel*/SPIRE du HRS (voir Chapitre 5) afin d'être consistant. Cependant, la plupart des images à $12 \mu\text{m}$ sont contaminées par des étoiles très froides, chaque ouverture a donc été vérifiée pour minimiser la contribution de ces étoiles. L'unité des images étant le "Data Number" (DN), j'ai

4. Science Archive : <http://irsa.ipac.caltech.edu/>

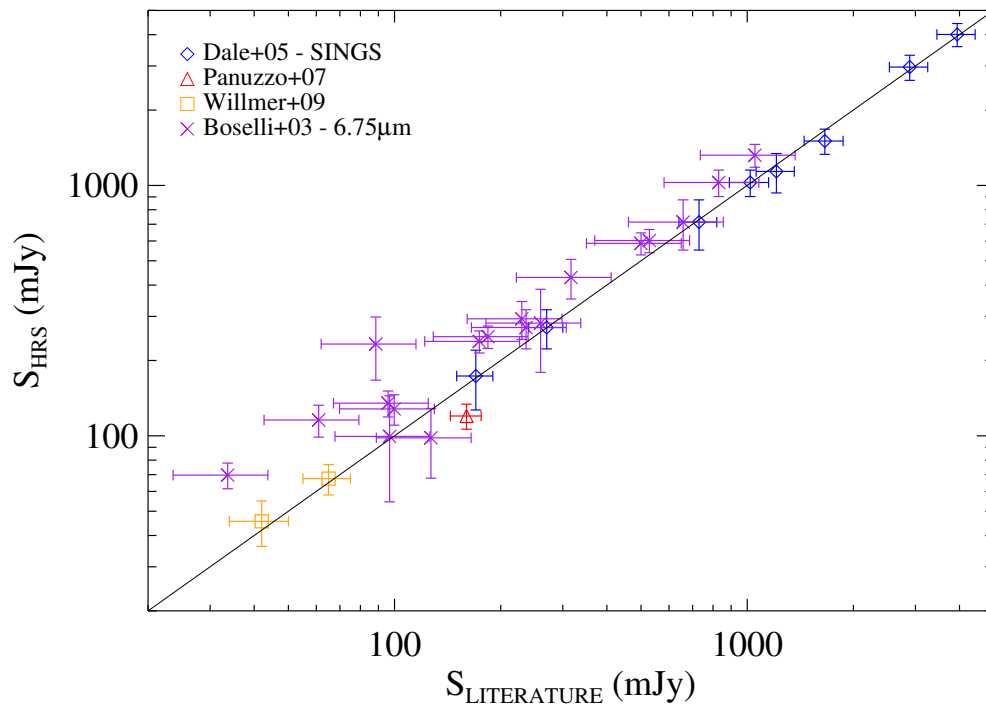


FIGURE 6.2 – Comparaison entre les densités de flux *Spitzer*/IRAC mesurées et les densités de flux *Spitzer*/IRAC et *ISO* (6.75 μ m) disponibles dans la littérature pour certaines galaxies.

utilisé les facteurs de conversions fournis par le "Explanatory Supplement to the WISE Preliminary Data Release Products"⁵, Section II.3.f. afin de convertir les mesures en Jansky. Ces facteurs valent 1.8326×10^{-6} Jy/DN et 5.2269×10^{-5} Jy/DN à 12 and 22 μm , respectivement.

Afin de vérifier les mesures, j'ai comparé les résultats avec des données proche infrarouge et infrarouge moyen disponibles pour les galaxies HRS. Les comparaisons entre les densités de flux WISE, et les mesures *Spitzer*/IRAC 8 μm , *Spitzer*/MIPS 24 μm (Bendo et al. 2012a), les densités de flux IRAS 12 and 25 (Sanders et al. 2003; Moshir & et al. 1990; Thuan & Sauvage 1992; Soifer et al. 1989; Young et al. 1996) et enfin ISO 15 (Roussel et al. 2001; Boselli et al. 2003) sont présentées en Figure 7.4.

Bien que la relation entre les densités de flux WISE and IRAS est légèrement dispersée, les mesures sont consistantes. Les densités de flux WISE d'un côté, et *Spitzer* et ISO de l'autre, sont eux en train bon accord avec des différences systématiques dues aux différences de longueurs d'onde. Par manque de temps, je n'ai pu précisément estimer la contribution de chaque source d'erreur comme j'ai pu le faire pour IRAC et SPIRE. En me basant sur les comparaisons avec la littérature, Figure 7.4, une erreur systématique de 20% est imputée aux densités de flux WISE pour les deux bandes de manière provisoire, prenant en compte les erreurs de calibration, 4.5 and 5.8% à 12 et 22 μm respectivement, fournies par le "Explanatory Supplement to the WISE Preliminary Data Release Products".

6.1.4 Infrarouge lointain

L'infrarouge lointain, jusqu'à environ 170 μm est due à la poussière chaude. Ce domaine du spectre est indispensable pour contraindre le paramètre de luminosité infrarouge.

IRAS

En 1983, le satellite IRAS (Neugebauer et al. 1984) a observé le ciel entièrement à 12, 25, 60 et 100 μm , permettant d'observer des sources jusqu'à une densité de flux limite d'environ 0.07 Jy à 12 μm , 0.14 Jy à 25, 0.39 Jy à 60, et 0.84 Jy à 100 μm . Toutes les galaxies du HRS ont donc été observées, cependant seulement 208 sur 256 galaxies de types tardifs, et 32 sur 65 galaxies de types précoces ont été détectées à 60 et 100 μm . Seulement 103 galaxies spirales et 17 galaxies elliptiques ont été détectées à 12 et 25 μm . Les données pour ces galaxies proviennent de la littérature (Sanders et al. 2003; Moshir & et al. 1990; Thuan & Sauvage 1992; Soifer et al. 1989; Young et al. 1996), ce sont des densités de flux intégrés, et une erreur de l'ordre de 15% est appliquée aux mesures.

5. http://wise2.ipac.caltech.edu/docs/release/prelim/expsup/wise_prelrel.toc.html

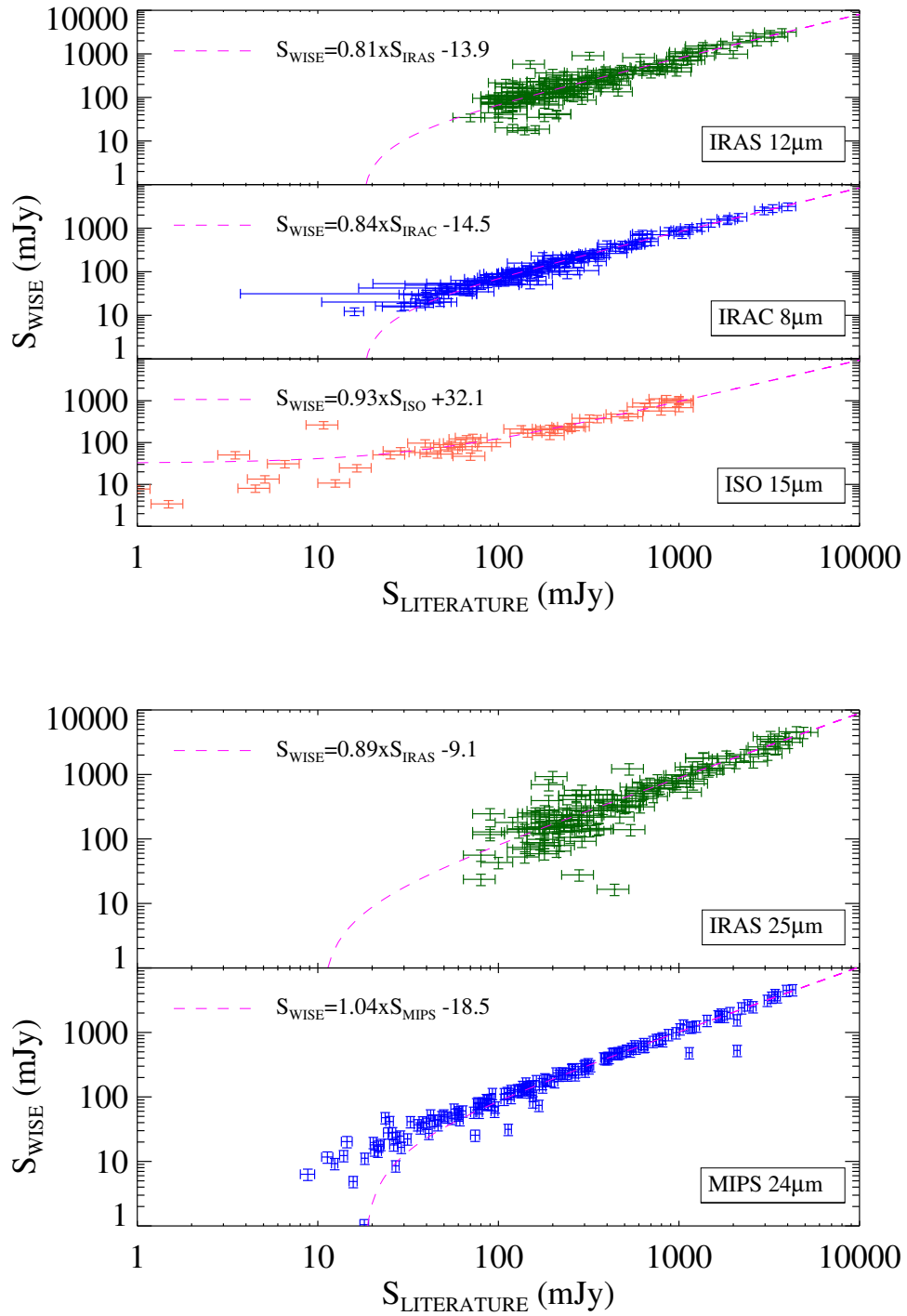


FIGURE 6.3 – Comparaison entre les densités de flux WISE et des données proche infrarouge et infrarouge moyen disponibles dans la littérature. Les résultats d’ajustements linéaires aux données sont tracés (tirets magentas).

Spitzer/MIPS

La réduction des données MIPS ainsi que l'extraction des flux sont entièrement décrits dans Bendo et al. (2012b). Les densités de flux de 167 galaxies sont mesurées à $24\ \mu\text{m}$, $107\ \mu\text{m}$ et $160\ \mu\text{m}$. Les données MIPS disponibles pour les galaxies HRS proviennent d'un assortiment de programmes exécutés avant que le SAG2 n'entame la construction d'un catalogue MIPS de ses sources. Certaines images proviennent d'observations spécifiques de galaxies proches, tandis que d'autres proviennent de programmes de sondages comme les larges sondages de l'amas de la Vierge. Par conséquent, les caractéristiques des images, comme le champ de vue, la couverture et le temps d'intégration, varient énormément d'une galaxie à une autre.

La FWHM de la PSF est de $6''$, $18''$ et $38''$ à $24\ \mu\text{m}$, $70\ \mu\text{m}$ et $160\ \mu\text{m}$ respectivement. Pour la majorité des galaxies, les flux ont été extraits par photométrie d'ouverture en utilisant des régions elliptiques d'axes majeurs et mineurs valant 1.5 fois ceux des isophotes D_{25} , le diamètre à $25\ \text{mag arcsec}^{-1}$ défini par de Vaucouleurs et al. (1991). La même ouverture a été utilisée dans les trois bandes. Cependant, afin d'être sûr de mesurer toute l'émission à $160\ \mu\text{m}$, une limite inférieure égale à $3'$ est appliquée à la taille des ouvertures. Pour les galaxies elliptiques, une ouverture spéciale égale à D_{25} est utilisée. Pour la galaxie HRS 20-NGC 3395 et son compagnon NGC 3396, ainsi que pour la paire HRS 215/216-NGC 4567/4568, les densités de flux estimées par George Bendo correspondent aux paires de galaxies car il est difficile de distinguer et séparer l'émission provenant de l'une ou l'autre des sources. Les densités de flux donnés pour ces galaxies correspondent à ceux de la paire. Les erreurs calculées prennent en compte les erreurs de calibration, 4%, 10% and 12% à $24\ \mu\text{m}$, $70\ \mu\text{m}$ et $160\ \mu\text{m}$ respectivement. A celles-ci s'ajoutent l'erreur instrumentale, calculée à partir de l'image erreur, et l'erreur sur le fond du ciel. Ces trois composantes sont ajoutées en quadratures.

6.1.5 $\text{H}\alpha$

L'émission $\text{H}\alpha$ provient des étoiles très jeunes, et est donc un traceur de formation stellaire.

L'émission $\text{H}\alpha$ ($\lambda = 6562.8\ \text{\AA}$) provenant des régions HII est un indicateur direct de l'activité actuelle ($< 4 \times 10^6$ years) de formation des étoiles massives, i.e. de masse supérieure à $8\ M_{\odot}$ (Kennicutt 1998). Des observations $\text{H}\alpha + [\text{NII}]$ des galaxies HRS hors de l'amas de la Vierge (Boselli et al., en préparation) sont combinées à des observations de galaxies appartenant à l'amas de la Vierge (Boselli & Gavazzi 2002; Boselli et al. 2002; Gavazzi et al. 1998, 2002, 2006). 221/258 galaxies de types tardifs et 26/65 galaxies de types précoces ont été observées avec le télescope de 2.1m de San Pedro Martir (SPM; Baja California, Mexique) à l'aide d'un filtre étroit centré à $\lambda = 6603\text{\AA}$, $\Delta\lambda = 90\text{\AA}$ (Boselli et al., en préparation). Pour les galaxies proches, comme celles du HRS, dont la distance est comprise entre 15 et 25 Mpc, ce domaine spectral est idéal pour observer l'émission $\text{H}\alpha$. Etant donné la largeur de ce filtre, les images $\text{H}\alpha$ obtenues contiennent aussi l'émission due aux raies $[\text{NII}]$ à 6548 et 6584 \AA .

6.2 Données spectroscopiques complémentaires

6.2.1 Observations HI et CO

Le gaz est le principal composant du MIS, l'hydrogène issu de la nucléosynthèse primordiale est mélangé à la poussière dans le MIS des galaxies spirales et forme de l'hydrogène moléculaire qui plus tard se condensera en nuage moléculaire à l'origine de la naissance des étoiles. Quantifier la quantité de gaz présents dans les galaxies se révèle donc important pour comprendre le cycle de la matière du milieu interstellaire.

L'hydrogène atomique neutre est détecté au travers de la raie HI à 21 cm. Des observations HI sont disponibles pour quasiment toutes les galaxies de types tardifs du HRS (Springob et al. 2005), ainsi que pour les galaxies de l'amas de la Vierge (Gavazzi et al. 2005). Les galaxies se situant à $0^\circ < \text{Dec} < 30^\circ$ sont observées au sein du programme d'observations ALFALFA au télescope radio Arecibo (Giovannelli et al. 2005). Les données sont collectées avec une sensibilité ($\text{rms}=2.5$ mJy) et une résolution spectrale (5.5 km s^{-1}) homogènes. A la distance moyenne des galaxies du HRS, le programme ALFALFA est capable de détecter toutes les sources ayant $M_{\text{HI}} \geq 10^{7.5} M_\odot$. Les cartes HI provenant du VLA (Very Large Array) et de WSRT (Westerbork Synthesis Radio Telescope) sont disponibles pour 236 galaxies HRS, grâce aux programmes WHISP (van der Hulst 2002) et VIVA (Chung et al. 2009), aux archives du VLA, et grâce aux observations WSRT de notre collaboration.

A cause de sa structure symétrique, l'hydrogène moléculaire ne possède pas de moment électrique dipolaire, ainsi l'émission que l'on pourrait détecter provenant des transitions rotationnelles nécessitent de hautes températures pour être excitées, rendant la plus grande partie des nuages H_2 invisible. Le monoxyde de carbone se trouve être le traceur du gaz moléculaire le plus utilisé car ses raies d'émission sont fortes et donc plus faciles à observer. Un programme d'observation de la raie $^{12}\text{CO}(1-0)$ (à 2.6 mm, 115 GHz) a été effectué au télescope Kitt Peak de 12 m pour les galaxies spirales du HRS aux printemps 2008 et 2009 (Boselli et al., en préparation). Grâce à ces observations et aux données CO disponibles dans la littérature, les données permettant de sonder le gaz moléculaire sont disponibles pour 161/258 galaxies de types tardifs et pour 22/65 galaxies de types précoces. Les données rassemblées à partir de la littérature proviennent de différentes sources, pour la plupart du programme Five College Radio Astronomy Observatory (FCRAO) (Young et al. 1995), ou de Kenney & Young (1988) et Boselli et al. (1995, 2002) pour les galaxies appartenant à l'amas de la Vierge. Du temps d'observations au James Clerk Maxwell Telescope (JCMT) a été obtenu afin de rechercher de l'émission $\text{CO}(3-2)$ provenant des régions centrales ($3' \times 3'$, avec 15 arcsec de résolution) pour un sous-échantillon de galaxies de types tardifs avec $K_{\text{S} \text{ tot}} < 8.7$.

6.2.2 Spectroscopie intégrée

Les observations spectroscopiques de 238 galaxies de types tardifs du HRS couvrent le domaine spectral allant de 3600 \AA à 6800 \AA (de la raie [OII] à la raie [SII]), elles sont entièrement décrites dans Boselli et al. (soumis). La résolution des observations est $R \approx 1000$, ce qui est parfait pour différencier les deux raies [NII] de la raie $\text{H}\alpha$, ainsi que

pour séparer l'émission de l'absorption pour la raie $H\beta$. Les 238 galaxies ont été observées durant 51 nuits entre 2004 et 2009 avec le télescope de 1.93 m de l'Observatoire de Haute Provence (OHP). Afin d'obtenir un spectre représentatif de l'ensemble de la galaxie, la plupart d'entre elles ont été observées en mode "balayage par dérive" (drift-scan) avec une fente de 5" de longueur et 2.5" de largeur généralement parallèle à l'axe majeur de la galaxie. Pour les quelques objets ayant une taille angulaire plus grande que la longueur de la fente, le balayage a été effectué dans le sens perpendiculaire à l'axe majeur de la galaxie. La Figure 6.4, présente, pour la galaxie M 100 (HRS 122), l'image SDSS en bande r où l'aire balayée par le spectroscopie est encadrée en rouge. Sur le cadran du bas, le spectre obtenu pour cette galaxies, avec à droite, la raie $H\alpha$ entourée du doublet [NII]. Les flux et largeurs équivalentes des raies les plus importantes ([OII] λ 3727, $H\beta$, [OIII] λ 4959 et [OIII] λ 5007, [NII] λ 6548, $H\alpha$, [NII] λ 6584, [SII] λ 6717 et [SII] λ 6731) sont disponibles pour ces galaxies.

A partir de ces données, on peut calculer le décrément de Balmer qui permet, entre autre, de corriger les raies d'émission de l'extinction due à la poussière. Avec $H\beta$ corrigé de l'absorption sous-jacente, le décrément de Balmer est donné par [Lequeux et al. \(1981\)](#) :

$$C(H\beta) = \left[\log \left(\frac{H\alpha}{H\beta} \right)_{theor} - \log \left(\frac{H\alpha}{H\beta} \right)_{obs} \right] / f(H\alpha) \quad (6.2)$$

avec $\log(H\alpha/H\beta)_{theor}$ le rapport théorique des flux $H\alpha$ et $H\beta$, $\log(H\alpha/H\beta)_{obs}$ le rapport des flux observé, et $f(H\alpha)$ la fonction d'extinction liée à $H\beta$. Le rapport théorique dépend de la densité d'électron n et de la température du gaz T . En faisant les hypothèses suivantes : $n = 100 \text{ e cm}^{-3}$, $T = 10000\text{K}$, et que tous les photons des raies de Lyman sont absorbés par le gaz diffus situé autour de l'étoile ([Osterbrock & Ferland 2006](#)), valeurs typiques pour des régions HII, alors $\log(H\alpha/H\beta)_{theor} = 2.86$. La fonction d'extinction pour la raie $H\alpha$ est $f(H\alpha) = -0.297$ ([Fitzpatrick & Massa 2007](#)).

6.3 Données et mesures des paramètres physiques

Les données que j'ai décrites précédemment sont utilisées pour déterminer certaines paramètres physiques indispensables pour étudier la nature et l'origine de l'émission infra-rouge des galaxies.

6.3.1 Masse stellaire M_*

Les masses stellaires sont estimées à partir des données en bande H, et des relations luminosité-masses issues des modèles chimico-spectro-photométriques d'évolution des galaxies de [Boissier & Prantzos \(2000\)](#). En supposant une IMF de [Kroupa \(2001\)](#), la relation permettant d'obtenir la masse stellaire des galaxies à partir des flux en bandes H et B est (en magnitudes Johnson dans le système Vega, [Boselli et al. 2009](#)) :

$$\log M_*(M_\odot) = \log L_H(L_{H,\odot}) + 0.21(B - H) - 1.08 \quad (6.3)$$

HRS 122

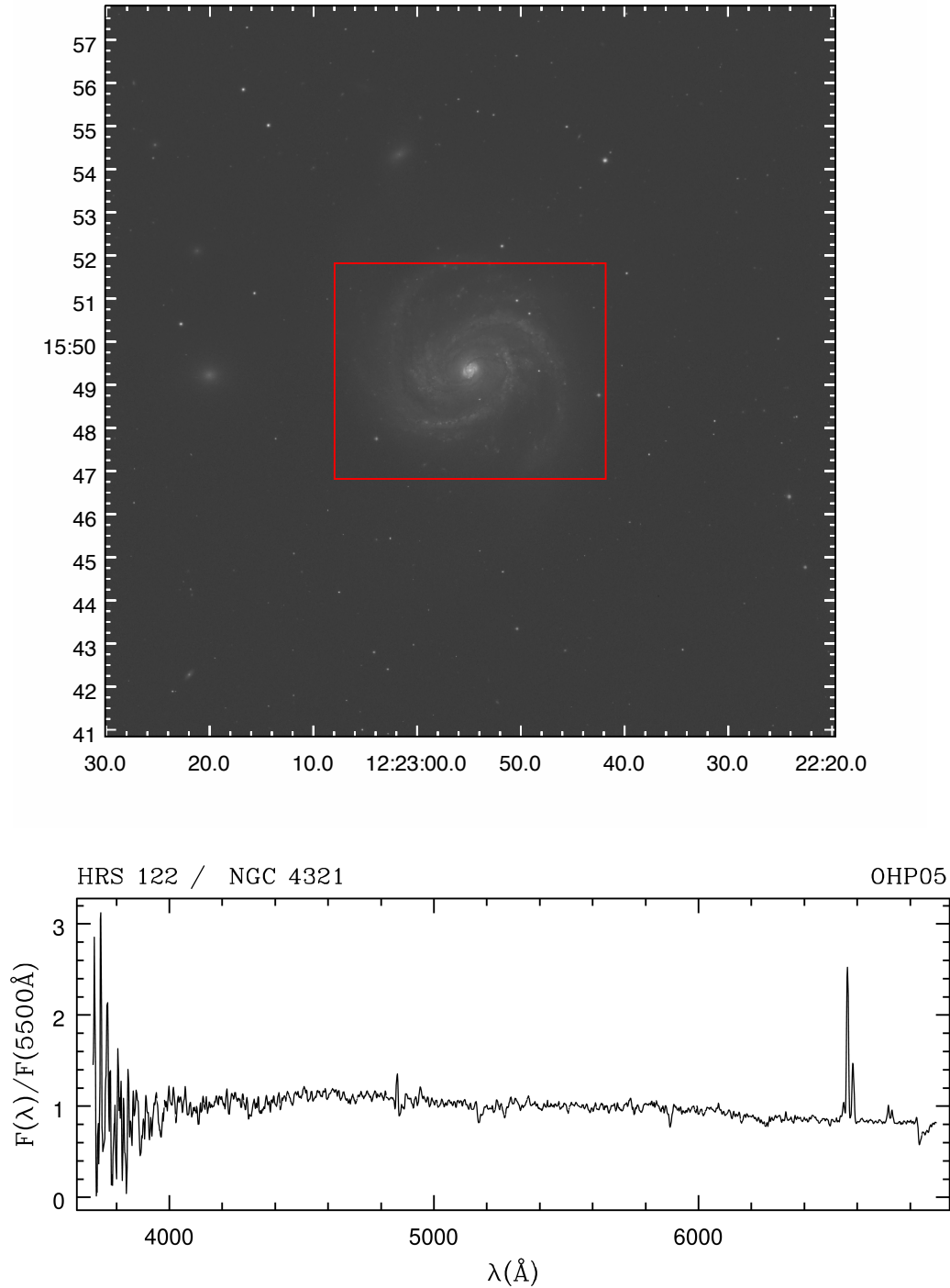


FIGURE 6.4 – Figures provenant de Boselli et al. (soumis). Figure du haut : Images SDSS en bande *r* de M 100 (HRS 122). En rouge la surface totale balayée par le spectromètre. Figure du bas : spectre normalisé à l'intensité moyenne entre 5400 et 5600 Å obtenu pour M 100 (HRS 122) entre 3600 Å et 6800 Å. La raie la plus importante à droite est la raie H α entourée du doublet [NII].

6.3.2 Brillance de surface dans la bande H : $\mu_e(H)$

$\mu_e(H)$, en magnitude AB arcsec⁻², est la brillance de surface effective dans la bande H. Ce paramètre nous procure une mesure de l'intensité de radiation du champ interstellaire produit par la majeure partie de la population stellaire. Il s'agit de la brillance de surface moyenne à l'intérieur du rayon effectif, c'est-à-dire le rayon contenant la moitié de luminosité stellaire totale (Gavazzi et al. 2000).

6.3.3 Atténuations $A(FUV)$ et $H\alpha$

6.3.3.1 Atténuation à 1539Å : $A(FUV)$

Comme expliqué dans le Chapitre 1, l'émission ultraviolet des étoiles jeunes est absorbée par la poussière pour être réémis dans l'infrarouge. Il serait donc possible à partir de la luminosité totale en infrarouge de remonter directement à l'émission des étoiles jeunes permettant ainsi de tracer la formation stellaire. Cependant, pour les galaxies qui constituent notre échantillon, une partie de l'émission infrarouge provient des étoiles vieilles contribuant au chauffage de la poussière. Il faut donc prendre en compte cette composante afin d'estimer correctement l'atténuation de l'émission ultraviolet des étoiles jeunes. $A(FUV)$, en magnitude, est l'atténuation des radiations ultra-violet non ionisant, défini comme le rapport entre les densités de flux infrarouge lointain (TIR) et ultra-violet lointain (FUV, à 1539Å, GALEX), suivant les recommandations de Cortese et al. (2008). Pour prendre en compte la contribution des étoiles vieilles au chauffage de la poussière et estimer au mieux $A(FUV)$, Cortese et al. (2008) nous donnent les relations entre $A(FUV)$ et le rapport TIR/FUV en fonction de la couleur FUV-H, où le flux en bande H provient de l'émission des étoiles vieilles. C'est à partir de ces relations que l'atténuation en bande FUV a été calculée pour chacune des galaxies du HRS.

6.3.3.2 Atténuation à 6562.8Å : $H\alpha$

Pour les galaxies locales, l'émission $H\alpha$ est un indicateur de choix, cependant, la mesure du flux, directement faite sur les images, est compromise par le doublet de raies [NII] compris dans le filtre étroit (voir Section 6.1.5), et doit être correctement corrigée de l'extinction due à la poussière. Afin de s'affranchir de la contamination due au doublet [NII], on utilise le rapport de flux $H\alpha/[NII]$ obtenu par spectroscopie intégrée (avec une résolution suffisante pour distinguer les 3 raies, i.e. $R \approx 1000$, voir Section 6.4). Pour les galaxies dont les données spectroscopiques ne sont pas disponibles, le rapport $H\alpha/[NII]$ est estimé grâce à la relation de Decarli et al. (2007) :

$$\log \frac{[NII]}{H\alpha} = 0.44 \times M_{dyn} - 5.20 \quad (6.4)$$

avec la relation de Gavazzi et al. (1996b) :

$$M_{dyn} = \log L_H + 0.66 \quad (6.5)$$

La flux $H\alpha$ doit ensuite être corrigé de l’extinction due à la poussière, il faut donc calculer l’atténuation $A(H\alpha)$ à partir de la formule :

$$A(H\alpha)(\text{mag}) = 1.756 \times C(H\beta) \quad (6.6)$$

avec $C(H\beta)$, le décrément de Balmer, calculé Section 6.4. Si les données spectroscopiques ne sont pas disponibles, la formule suivante est utilisée (Boselli et al. 2009) :

$$A(H\alpha)(\text{mag}) = 1.22 \times \log L_H(L_\odot) - 11.28 \quad (6.7)$$

6.3.4 Brillance de surface $H\alpha$: $\Sigma(H\alpha)$

Afin de tracer la formation stellaire, il est utile d’étudier les raies d’émission produites par le gaz ionisé entourant les étoiles massives très jeunes. Par exemple, avec une IMF conventionnelle, ces raies permettent de suivre des étoiles dont la masse serait supérieure à environ $8 M_\odot$. Ces raies représentent une mesure quasi-instantanée du SFR, suivant des étoiles dont l’âge est compris entre 3 et 10 millions d’années environ (Kennicutt & Evans 2012). La brillance de surface $\Sigma(H\alpha)$, traçant l’intensité du flux ultra-violet ionisant, nous renseigne sur l’activité de formation stellaire “actuelle”, voir Boselli et al. (2009). Une fois le flux $H\alpha$ corrigé de l’atténuation, on en déduit la brillance de surface $\Sigma(H\alpha)$ en supposant que l’émission $H\alpha$ s’étende sur tout le disque optique.

6.3.5 Taux de formation stellaire : SFR

Supposant une histoire de formation stellaire, une métallicité et une fonction de masse initiale, les taux de formation stellaire sont calculés en utilisant la calibration standard de Kennicutt (1998) pour convertir les luminosités $H\alpha$ et FUV :

$$SFR_{H\alpha}(M_\odot \text{year}^{-1}) = 7.9 \times 10^{-42} L_{H\alpha}(\text{ergs}^{-1}) \quad (6.8)$$

et

$$SFR_{FUV}(M_\odot \text{year}^{-1}) = 1.4 \times 10^{-28} L_{FUV}(\text{ergs}^{-1} \text{Hz}^{-1}) \quad (6.9)$$

Cependant ces calibrations ne sont valables que sous l’hypothèse que la formation stellaire de la galaxie est continue sur une période de 0 à 100 millions d’années, c’est-à-dire sur une période comparable à la durée de vie de la population dominante en UV ($<10^8$ ans) et en $H\alpha$ ($<10^7$ ans)⁶. Pour des galaxies proches étendues, telles que celles du HRS, $SFR_{H\alpha}$ et SFR_{FUV} corréleront très bien entre eux comme on peut le voir sur la Figure 6.5 tirée de Hao et al. (2011).

Pour les galaxies du HRS, le SFR est mesuré en utilisant les calibrations de Kennicutt (1998), et correspond à la moyenne entre le SFR calculé à partir des données $H\alpha$ et le SFR calculé à partir des données UV (Boselli et al. 2009).

6. Il est à noter que récemment Kennicutt & Evans (2012) ont donné de nouvelles calibrations basées sur les études récentes de Murphy et al. (2011) et Hao et al. (2011). Les rapports entre les SFR obtenus avec les nouvelles calibrations et ceux obtenus avec les anciennes calibrations sont de 0.68 et 0.63 pour $H\alpha$ et FUV réciproquement (Kennicutt & Evans 2012).

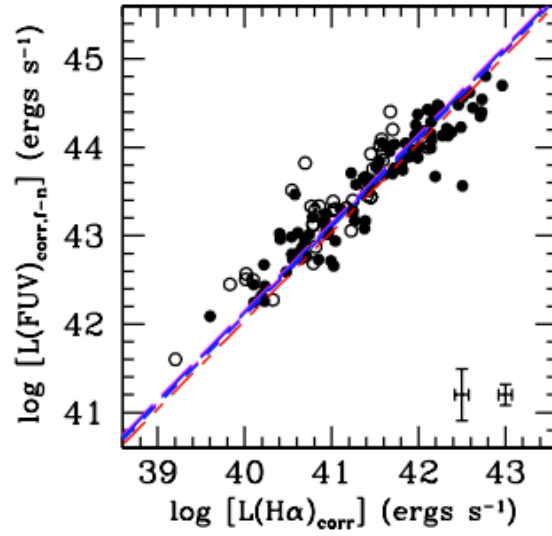


FIGURE 6.5 – Figure provenant de [Hao et al. \(2011\)](#). Luminosité FUV corrigée en fonction de la luminosité $H\alpha$, pour les échantillons MK06 (cercles pleins, [Kennicutt et al. 2009](#)) et SINGS (cercles vides, [Kennicutt et al. 2003](#)). Les lignes correspondent aux relations attendues en utilisant plusieurs méthodes de calcul du SFR qui sont : la calibration de [Kennicutt \(1998\)](#) (rouge), et les modèles construits avec STARBURST99 supposant une histoire de formation stellaire constante, une métallicité solaire pour une IMF de Kroupa à 100 Ma (bleu, tirets courts), une IMF de Kroupa à 1 Ga (bleu, tirets longs), une IMF de Salpeter à 100 Ma (magenta, tirets courts) et enfin à 1 Ga (magenta, tirets longs). Les barres d'erreurs en bas à droite représentent les erreurs médianes pour l'échantillon MK06 (à droite) et SINGS (à gauche).

6.3.6 Taux de naissance ou taux de formation stellaire spécifique : b ou $sSFR$

Proposé par [Sandage \(1986\)](#) and [Scalo \(1986\)](#), le taux de naissance est défini comme le rapport entre l'activité de formation stellaire présente et l'activité de formation stellaire moyennée sur la vie entière de la galaxie. Ainsi, [Boselli et al. \(2012\)](#) mesurent le taux de naissance b ([Kennicutt et al. 1994](#)) défini par [Boselli et al. \(2001\)](#) comme :

$$b = \frac{SFR}{\langle SFR \rangle} = \frac{SFR t_0 (1 - R)}{M_*} \quad (6.10)$$

avec t_0 l'âge de la galaxie, pour les galaxies du HRS environ 13 milliards d'années, R la fraction de gaz réinjecté grâce aux vents stellaires dans le MIS, que l'on suppose être égale à 0.3 ([Boselli et al. 2009](#)), et M_* la masse stellaire de la galaxie. Le SFR étant relié à la luminosité $H\alpha$ et la masse stellaire à l'émission en bande H, défini comme tel le taux de naissance b est proportionnel au rapport des luminosités $H\alpha$ et H. Il s'agit donc du rapport entre la radiation ionisante des photons ultraviolet et la radiation non ionisante des photons provenant des étoiles vieilles, et trace donc la dureté du champ de radiation. Une galaxie avec $b > 1$ a une activité de formation stellaire plus importante maintenant que dans le passé. Pour les galaxies à haut redshifts, le taux de formation stellaire spécifique (sSFR, [Brinchmann et al. 2004](#)) est largement utilisé, et peut être relié au taux de naissance comme suit :

$$sSFR = \frac{SFR}{M_*} = \frac{b}{t_0(1 - R)} \quad (6.11)$$

6.3.7 Métallicité : $12 + \log(O/H)$

Hughes et al. (soumis) a mesuré la métallicité pour quasiment toutes les galaxies de types tardif par spectroscopie intégrée. Différentes calibrations sont utilisées pour déduire $12 + \log(O/H)$, selon la disponibilité des principales raies d'émission, voir [Boselli et al. \(2012\)](#) pour une description complète.

6.3.8 Déficience en HI : $defHI$

La déficience en HI est définie comme la différence logarithmique entre la masse de gaz HI que doit avoir une galaxie isolée du même type morphologique que celui de la galaxie d'amas dont on observe la masse HI ([Haynes et al. 1984](#)) :

$$defHI = \log M(HI)_{ref} - \log M(HI)_{obs} \quad (6.12)$$

$\log M(HI)_{ref}$ dépend du type morphologique et de la taille de la galaxie. Une galaxie ayant $defHI = 1$ contient 10 fois moins de gaz HI qu'une galaxie du même type morphologique normale. On considère une galaxie comme étant non-perturbée si $defHI \leq 0.4$. Les données HI observées pour les galaxies du HRS sont présentées Section 6.2.1. La relation $M(HI)_{ref} = f(type, diameter)$ permettant de déterminer $defHI$ utilise les coefficients donnés dans [Boselli & Gavazzi \(2009\)](#).

Figure 6.6 présente la distribution de chacun des paramètres physiques présentés pour les galaxies du HRS.

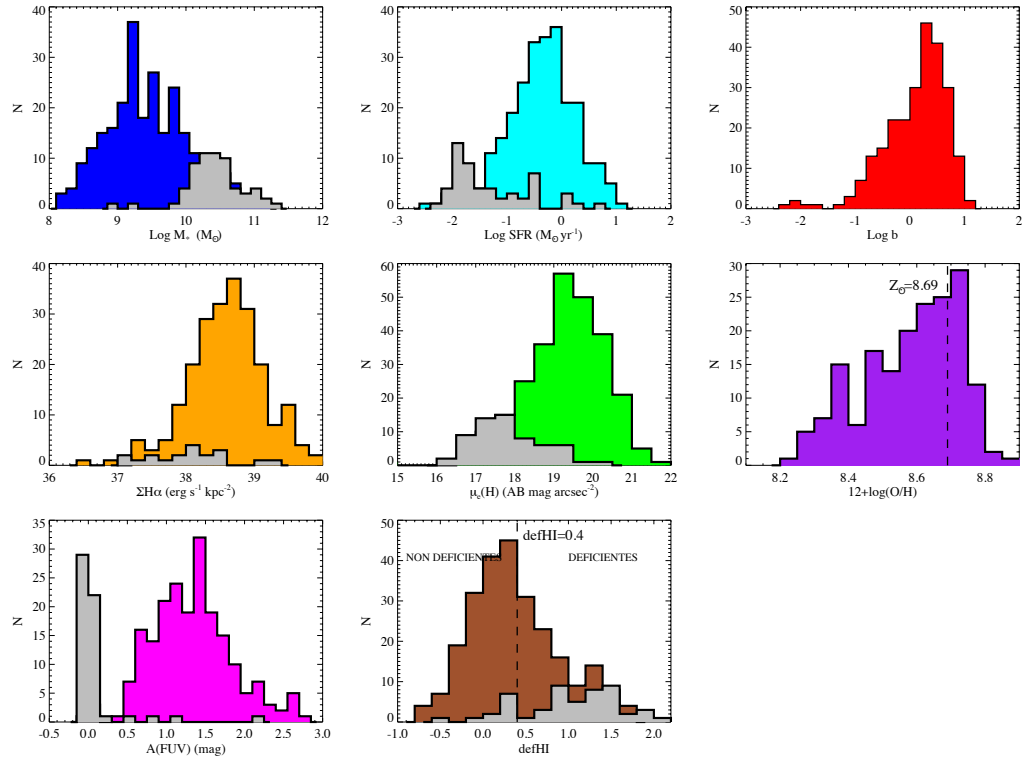


FIGURE 6.6 – Distributions des différents paramètres physiques définis Section 6.3 pour les galaxies du HRS. Les distributions grises correspondent aux galaxies de types précoces, et celles de couleurs aux galaxies de types tardifs.

Analyse des SED infrarouges et ajustement (English)

Sommaire

7.1	Science demonstration phase of <i>Herschel</i>	101
7.2	SED fitting of the complete HRS sample.	110
7.2.1	Data	110
7.2.2	Comparison of infrared libraries	114
7.2.3	Removing the stellar contribution from the infrared data	118
7.2.4	SED fitting with <i>Draine & Li (2007)</i>	121

Dans ce chapitre, afin de faciliter l'évaluation de mon travail de thèse par Daniel Dale, certaines parties de ce manuscrit, notamment sur la photométrie, sont reprises ici en anglais. Cela occasionne donc certaines répétitions.

7.1 Science demonstration phase of *Herschel*

During the science demonstration phase (SDP) of *Herschel*, 10 galaxies of the *Herschel* Reference Survey were observed at 250, 350 and 500 μm : NGC 3448, NGC 3683, NGC 3982, M 86, M 99, NGC 4435, NGC 4438, M 100, NGC 4532 and NGC 4339. Thanks to SDP data from other SAG2 programs and HeViCS, we were able to build a subsample of 51 galaxies : 33 Virgo cluster members, 13 background objects, 3 isolated galaxies and 2 very nearby galaxies (M 81 et M 82). This subsample is not complete, but it was the biggest statistic of nearby galaxies taking benefit from the first *Herschel* data available thanks to our SAG2 collaboration.

The reduction of the images is fully described in *Pohlen et al. (2010)*. I have extracted the SPIRE flux densities of these sources using the QPHOT task of IRAF. Circular apertures were used with sizes chosen to take all the emission into account and avoid as much as possible any strong contamination from background sources or other objects. The sky emission has been measured in a ring centered on the galaxy. The width of the ring was chosen in order to have enough statistic and avoid strong background sources. In order to take into account the latest calibrations available at that time, the flux densities were multiplied by 1.02, 1.05 and 0.94 at 250, 350 and 500 μm , respectively. A global conservative error of 30% was applied to all measurements, taking into account the calibration error estimated at 15% (*Swinyard et al. 2010*).

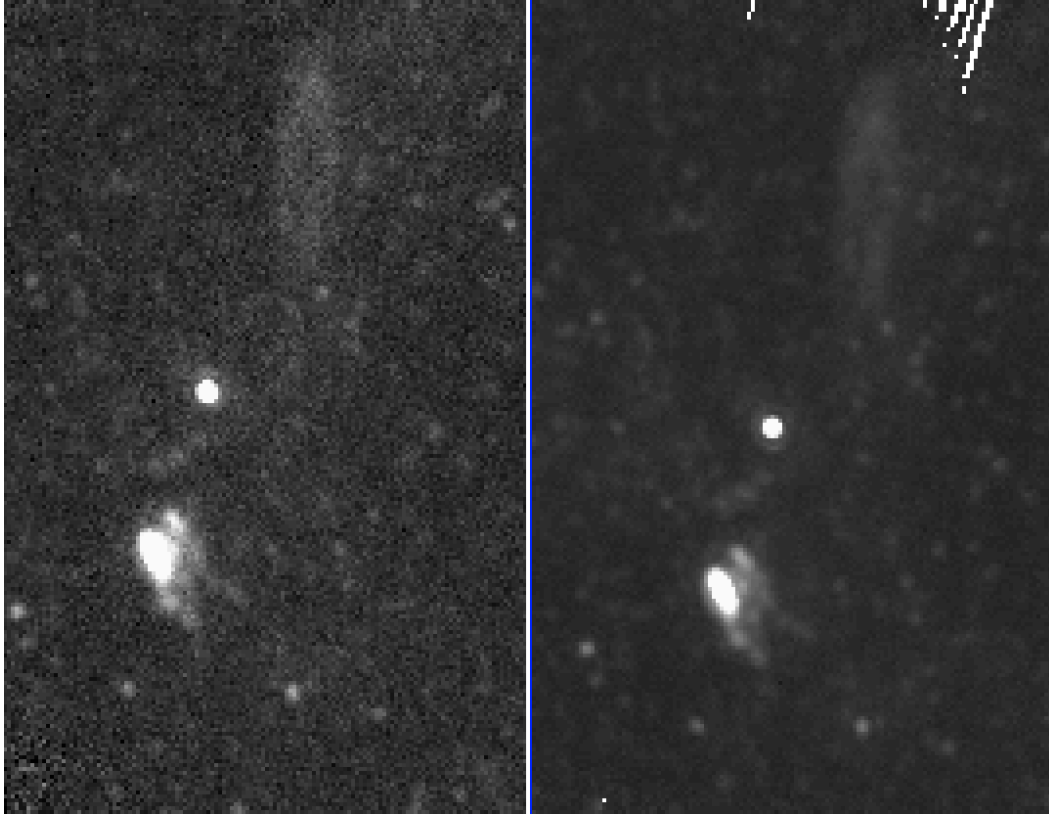


FIGURE 7.1 – Observations of NGC 4435 (HRS 162, point like source) and NGC 4438 (HRS 163, extended source) as part of the HeViCS program (left panel) and the HRS program (right panel). The feature at the north of the image seems to be a cirrus from the Milky Way Cortese et al. (2010).

During the SDP, NGC 4435 (HRS 162, point like source) and NGC 4438 (HRS 163, extended source) were observed independently as part of the HRS and the HeViCS programs (Figure 7.1). I have used the two images to compare the differences in the flux density measurements using the same technique on two different observations. Both measurements were consistent at 10%.

To reconstruct the SED of each of the SDP galaxies, I extracted SDSS, *Spitzer* (IRAC and MIPS) flux densities using the same method as for SPIRE images. Other data were already gathered for HRS galaxies (Boselli, private communication). Then I searched for any complementary multiwavelength data, mostly in radio, from the literature to have the most complete SEDs (Sramek 1975; Dressel & Condon 1978; Kuehr et al. 1981; Knapp et al. 1989; Moshir & et al. 1990; Condon et al. 2002; Temi et al. 2004; Xilouris et al. 2004; Nagar et al. 2005). Some examples of the constructed SEDs are shown in Figure 7.2.

Thanks to the IRAS and SPIRE data, the study of the infrared colours of the galaxies allowed us to enlight some results developed in the A&A *Herschel* special edition in Boselli et al. (2010a).

It is then showed in the article that SPIRE colours are useful to discriminate between

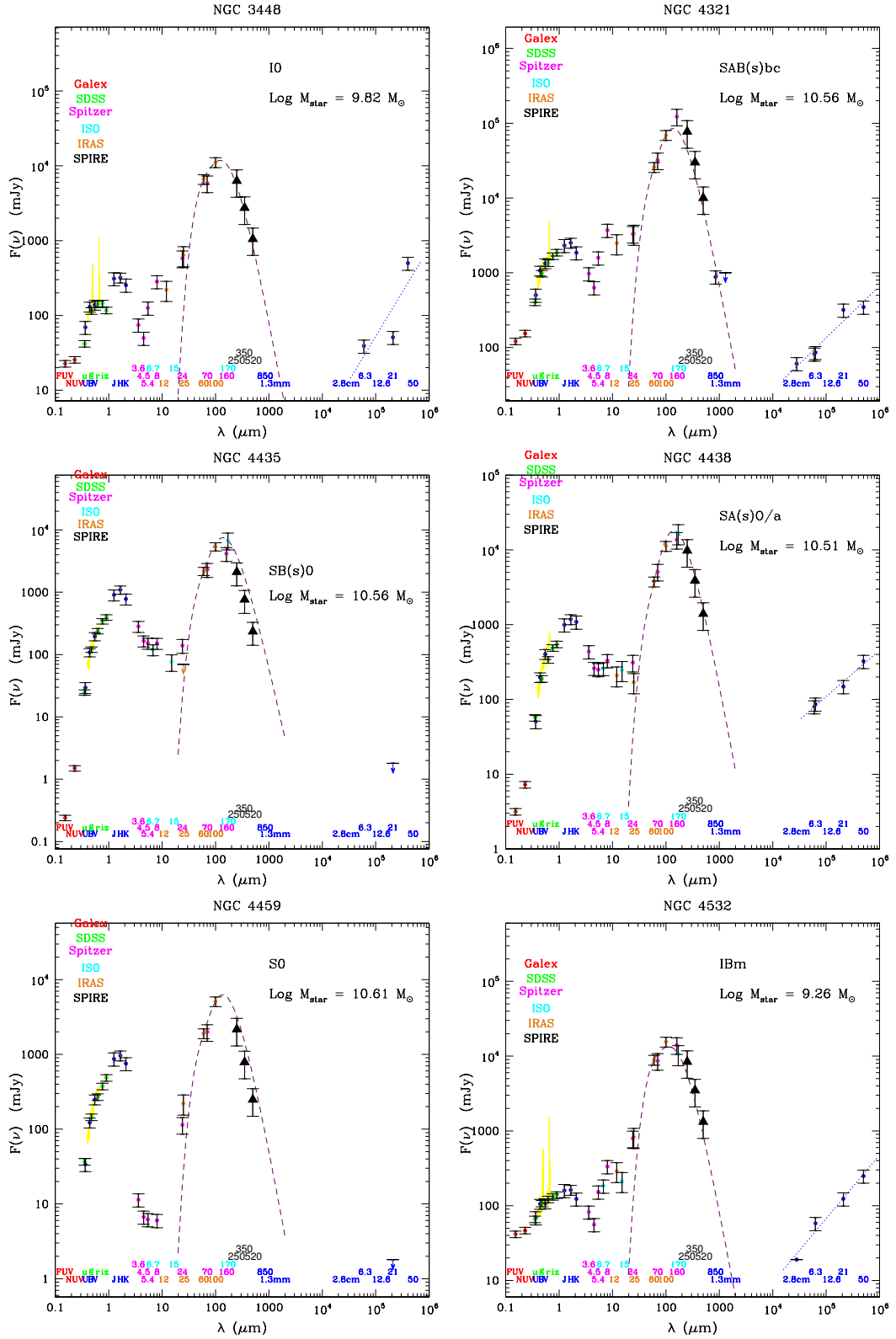


FIGURE 7.2 – Examples of constructed SEDs during the SDP. Colours and symbols indicate the instrument used for the measurement. The magenta dashed line is a combination of two modified black bodies with an emissivity of $\beta = 2$ and temperatures of $T = 20\text{K}$ and $T = 40\text{K}$. Yellow lines are the integrated optical spectrum from (Gavazzi et al. 2004).

thermal emission (due to the dust) and non thermal emission (some galaxies have strong radio jets emitting through synchrotron emission) at submillimetre wavelengths. In the case of a thermal emission, we expect that the SPIRE flux densities decreases with the wavelength for local galaxies, i.e. $S_{250} > S_{350} > S_{500}$. If this is not the case, still for a nearby galaxy, then the emission is dominated for synchrotron radiation, see for instance M 87 and M 84 (Baes et al. 2010; Boselli et al. 2010a, Figure 2).

The f60/f500 ratio is better indicator to discriminate between a starburst and a quiescent galaxies than the f60/f100¹ ratio used until now. Indeed, there is a strong correlation between the f60/f500 and f60/f100 ratios, but the first one spans on a larger dynamical range (30 times larger) allowing a better estimation.

The dust temperature of normal galaxies increases with the Hubble sequence. This is not the case for early-type galaxies where the dust temperature is higher than in starburst galaxies. This difference could come from different sources heating the dust in this type of galaxies.

The f350/f500 colour, which gives information of the cold dust, decreases with star formation activity and increases with metallicity. This could originates from a cold dust excess or an emissivity parameter $\beta < 2$ for systems with low metallicity (Galametz et al. 2011; Boselli et al. 2012).

1. A galaxy is considered as starburst if f60/f100 > 0.5 (Rowan-Robinson & Crawford 1989).

L E

FIR colours and SEDs of nearby galaxies observed with *Herschel*[★]

A. Boselli¹, L. Ciesla¹, V. Buat¹, L. Cortese², R. Auld², M. Baes³, G. J. Bendo⁴, S. Bianchi⁵, J. Bock⁶, D. J. Bomans⁷, M. Bradford⁶, N. Castro-Rodriguez⁸, P. Chanial⁴, S. Charlot⁹, M. Clemens¹⁰, D. Clements⁴, E. Corbelli⁵, A. Cooray¹¹, D. Cormier¹², A. Dariush², J. Davies², I. De Looze³, S. di Serego Alighieri⁵, E. Dwek¹³, S. Eales², D. Elbaz¹², D. Fadda¹⁴, J. Fritz³, M. Galametz¹², F. Galliano¹², D. A. Garcia-Appadoo¹⁵, G. Gavazzi¹⁶, W. Gear², C. Giovanardi⁵, J. Glenn¹⁷, H. Gomez², M. Griffin², M. Grossi¹⁸, S. Hony¹², T. M. Hughes², L. Hunt⁵, K. Isaak^{2,19}, A. Jones²⁰, L. Levenson⁶, N. Lu⁶, S. C. Madden¹², B. O'Halloran⁴, K. Okumura¹², S. Oliver²¹, M. Page²², P. Panuzzo¹², A. Papageorgiou², T. Parkin²³, I. Perez-Fournon⁸, D. Pierini²⁴, M. Pohlen², N. Rangwala¹⁷, E. Rigby²⁵, H. Roussel⁹, A. Rykala², S. Sabatini²⁶, N. Sacchi²⁶, M. Sauvage¹², B. Schulz²⁷, M. Schirm²³, M. W. L. Smith², L. Spinoglio²⁶, J. Stevens²⁸, S. Sundar⁹, M. Symeonidis²², M. Trichas⁴, M. Vaccari²⁹, J. Verstappen³, L. Vigroux⁹, C. Vlahakis³⁰, C. Wilson²³, H. Wozniak³¹, G. Wright²⁷, E. M. Xilouris³², W. Zeilinger³³, and S. Zibetti³⁴

(Affiliations are available in the online edition)

Received 29 March 2010 / Accepted 9 April 2010

ABSTRACT

We present infrared colours (in the 25–500 μm spectral range) and UV to radio continuum spectral energy distributions of a sample of 51 nearby galaxies observed with SPIRE on *Herschel*. The observed sample includes all morphological classes, from quiescent ellipticals to active starbursts. Active galaxies have warmer colour temperatures than normal spirals. In ellipticals hosting a radio galaxy, the far-infrared (FIR) emission is dominated by the synchrotron nuclear emission. The colour temperature of the cold dust is higher in quiescent E-S0a than in star-forming systems probably because of the different nature of their dust heating sources (evolved stellar populations, X-ray, fast electrons) and dust grain properties. In contrast to the colour temperature of the warm dust, the f_{350}/f_{500} index sensitive to the cold dust decreases with star formation and increases with metallicity, suggesting an overabundance of cold dust or an emissivity parameter $\beta < 2$ in low metallicity, active systems.

Key words. galaxies: ISM – galaxies: spiral – galaxies: elliptical and lenticular, cD – infrared: galaxies

1. Introduction

The energetic output of any extragalactic source can be determined by constructing its spectral energy distribution (SED). The stellar component emits in the ultraviolet (UV) to near-infrared (NIR) domain, young and massive stars dominating the ultraviolet UV¹ and old stars the NIR. Dust, produced by the aggregation of metals injected into the interstellar medium (ISM) by massive stars through stellar winds and supernovae, efficiently absorbs the stellar light, in particular that at short wavelengths, and re-emits it in the infrared domain (5 μm –1 mm). At longer wavelengths, the emission of normal galaxies is generally dominated by the loss of energy of relativistic electrons accelerated in supernovae remnants (Lequeux 1971; Kennicutt 1983) (synchrotron emission). Reconstructing SEDs is thus of fundamental importance for quantifying the relative contribution of the different emitting sources to the bolometric emission of galaxies and studying the physical relations between the various galaxy components (e.g., interstellar radiation field, metallicity, dust and gas content, magnetic fields). In particular, the

importance of the infrared domain explored by *Herschel* resides in the dust that, by means of the absorption and scattering of UV, optical and NIR photons, modifies the stellar spectra of galaxies. SEDs are thus crucial for quantifying dust extinction and reconstructing the intrinsic distribution of the different stellar populations within galaxies. Furthermore, fitting infrared SEDs is necessary for measuring the dust properties such as mass, temperature, fraction of PAHs, and hardness of the interstellar radiation field (ISRF), all crucial ingredients in the study of the physical processes within the ISM (e.g., Draine et al. 2007).

The interpretation of the infrared SEDs of normal galaxies has already been the subject of several studies (Dale & Helou 2002; Dale et al. 2001, 2005, 2007; Chary & Elbaz 2001) even within the Virgo cluster region (Boselli et al. 1998, 2003). These however were generally limited in the infrared to $\lambda \leq 170 \mu\text{m}$, the spectral domain covered by ISO or *Spitzer*. These new *Herschel* data allow us to extend, for the first time for such a large sample of normal galaxies, to the sub-mm domain ($\lambda \leq 500 \mu\text{m}$) where the emission is dominated by the coldest dust component. This unexplored spectral range is crucial for determining the total mass of dust and for an accurate determination of the total infrared luminosity. This paper presents the first, *Herschel*-based statistical study of the properties of the SED of a sample of nearby, normal galaxies spanning a large range of morphological type and luminosity.

[★] *Herschel* is an ESA space observatory with science instruments provided by Principal Investigator consortia. It is open for proposals for observing time from the worldwide astronomical community.

¹ The UV emission of early-type galaxies is however due to an old stellar population (UV upturn; e.g. O'Connell 1999; Boselli et al. 2005).

2. The data

Galaxies analysed in this work were observed during the *Herschel* (Pilbratt et al. 2010) SPIRE (Griffin et al. 2010) science demonstration phase as part of the *Herschel* Reference Survey (HRS), a guaranteed time key project designed to observe with SPIRE a volume-limited, *K*-band-selected, complete sample of nearby galaxies (Boselli et al. 2010), and the *Herschel* Virgo Cluster Survey (HeViCS), an open time key project focused on covering 60 sq. deg of the Virgo cluster with PACS and SPIRE (Davies et al. 2010). To these, we added two galaxies of the Very Nearby Galaxy Sample, M 81 (Bendo et al. 2010) and M 82 (Roussel et al. 2010). The present sample is thus composed of 51 objects with photometric data in the three SPIRE bands out of which 33 are Virgo members, 13 background, 3 isolated and 2 (M 81 and M 82) nearby galaxies.

The *Herschel* data used in this work were processed using the Level 1 procedures described in Pohlen et al. (2010), fluxes being multiplied by a factor of 1.02, 1.05, and 0.94 at 250, 350, and 500 μ m respectively, to take into account the updated flux calibrations. Integrated flux densities were extracted using the QPHOT task of IRAF. We assume a conservative uncertainty in the flux density of $\leq 30\%$. This includes uncertainties on the absolute flux calibration (15%; Swinyard et al. 2010), uncertainties introduced by the map-making technique and the possible contamination of background objects (on and off source), which might affect the flux extraction procedures. Independent observations of the galaxies NGC 4438 and NGC 4435 (the first one being an interacting system with extended morphology, the second one a point-like early-type source) performed during both the HRS and the HeViCS surveys, provided consistent results to within 10%. This should thus be considered as an upper limit to the uncertainty introduced by map making and flux extraction. Absolute flux calibration uncertainties, being systematic in the three bands, do not affect the observed trends in the SPIRE colour–colour diagrams. The dataset analysed here includes SPIRE data and measurements available at other frequencies, from UV to radio centimetre. Most of these data were taken from the GOLDMine database (Gavazzi et al. 2003).

Despite this sample not being complete in any sense, and being dominated by Virgo cluster galaxies for which perturbations induced by the cluster environment may lead to systematic differences in the emission properties relative to similar isolated objects even in the FIR spectral domain (Boselli & Gavazzi 2006; Cortese et al. 2010), this is the first sample observed with *Herschel* that is suitable for a statistical analysis since it consists of well-known nearby galaxies spanning a wide range of both morphological type and luminosity.

3. Far infrared colours

A phenomenological, model-independent technique for quantifying the spectral properties of galaxies is that of determining their colours. To do this, we combine SPIRE and IRAS flux densities, the latter being sensitive to the warm dust component. Figure 1 shows the IR colours of the sample galaxies.

A first analysis of Fig. 1 indicates that in star-forming galaxies the flux density ratios f_{60}/f_{500} , f_{25}/f_{250} , or f_{100}/f_{250} are strongly correlated with the generally used IRAS colour index f_{60}/f_{100} (panels a–c). The dynamic range covered by f_{60}/f_{500} , however, is a factor of about 30 larger than that covered by the f_{60}/f_{100} flux density ratio, and is thus a much clearer tracer of the average temperature of the bulk of the dust component. Starburst galaxies, generally defined as those

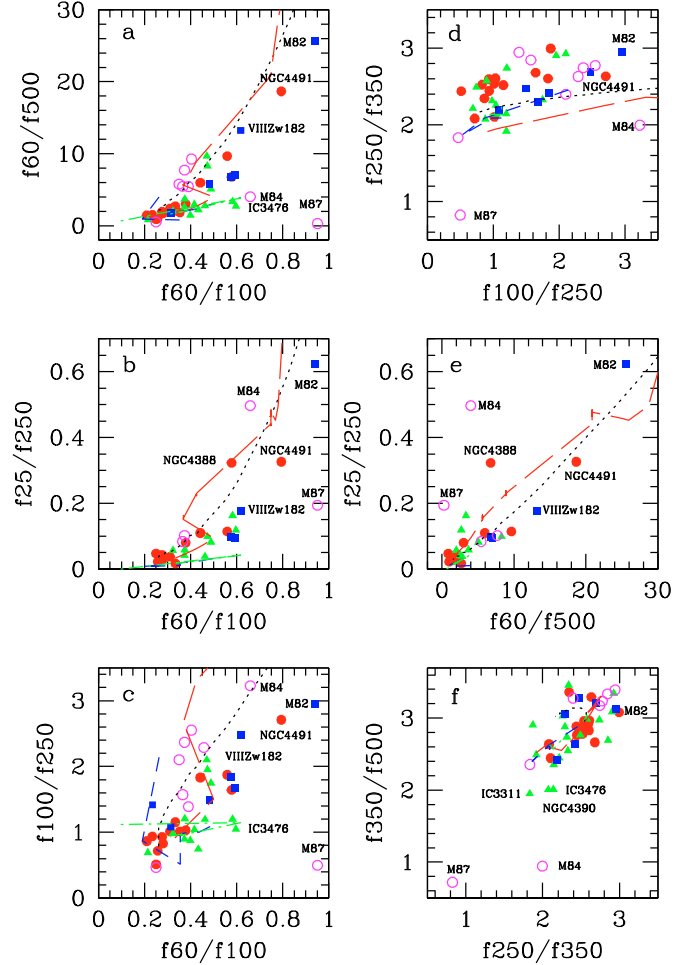


Fig. 1. The infrared colours of our targets. Galaxies are coded according to their morphological type: magenta empty circles for E-S0a, red filled circles for Sa-Sb, green triangles for Sbc-Scd, blue squares for Sd, Im, BCD, and Irr galaxies. The black dotted line indicates the colour expected from the Dale & Helou (2002) empirical SED, the red long-dashed line those from Chary & Elbaz (2001), the blue-short dashed, and the green dashed-dotted line the colours of the morphology- and luminosity-dependent templates of Boselli et al. (2003).

Table 1. Median colours with 1σ standard deviation in the colour distribution for different morphological classes.

Type	f_{60}/f_{100}	f_{250}/f_{350}	f_{350}/f_{500}	f_{25}/f_{250}	f_{100}/f_{250}	f_{60}/f_{500}
E-S0a ⁽¹⁾	0.37 ± 0.06	2.60 ± 0.38	3.13 ± 0.39	0.09 ± 0.01	1.82 ± 0.73	5.69 ± 2.96
Sa-Sb ²	0.34 ± 0.12	2.50 ± 0.24	2.86 ± 0.22	0.08 ± 0.09	1.10 ± 0.42	3.14 ± 2.66
Sbc-Scd	0.43 ± 0.10	2.29 ± 0.40	2.70 ± 0.44	0.08 ± 0.04	1.21 ± 0.45	3.66 ± 2.60
Sd-Irr	0.54 ± 0.23	2.54 ± 0.35	2.97 ± 0.35	0.24 ± 0.24	1.84 ± 0.63	10.30 ± 9.07

Notes. ⁽¹⁾ Excluding the synchrotron-dominated M 84 and M 87; ⁽²⁾ excluding the starburst NGC 4491.

objects with $f_{60}/f_{100} > 0.5$ (Rowan-Robinson & Crawford 1989) have f_{60}/f_{500} spanning from ~ 3 to ~ 30 . The prototype starburst galaxy in the local universe M 82 has a f_{60}/f_{500} of ~ 26 , significantly larger than NGC 4491, a starburst in the Virgo cluster, and VIII Zw 182, a background merging system at $z = 0.07$. Early spirals (Sa-Sb, red filled dots, see Table 1) have f_{60}/f_{500} colours generally colder than Sbc-Scd (green triangles) and Sd, Im, BCD, and Irr (blue squares). Early-types with a synchrotron-dominated IR emission (M 87, M 84) are well separated in all IRAS-SPIRE or SPIRE colour diagrams with respect to the other dust-dominated E-S0a. The remaining early-types

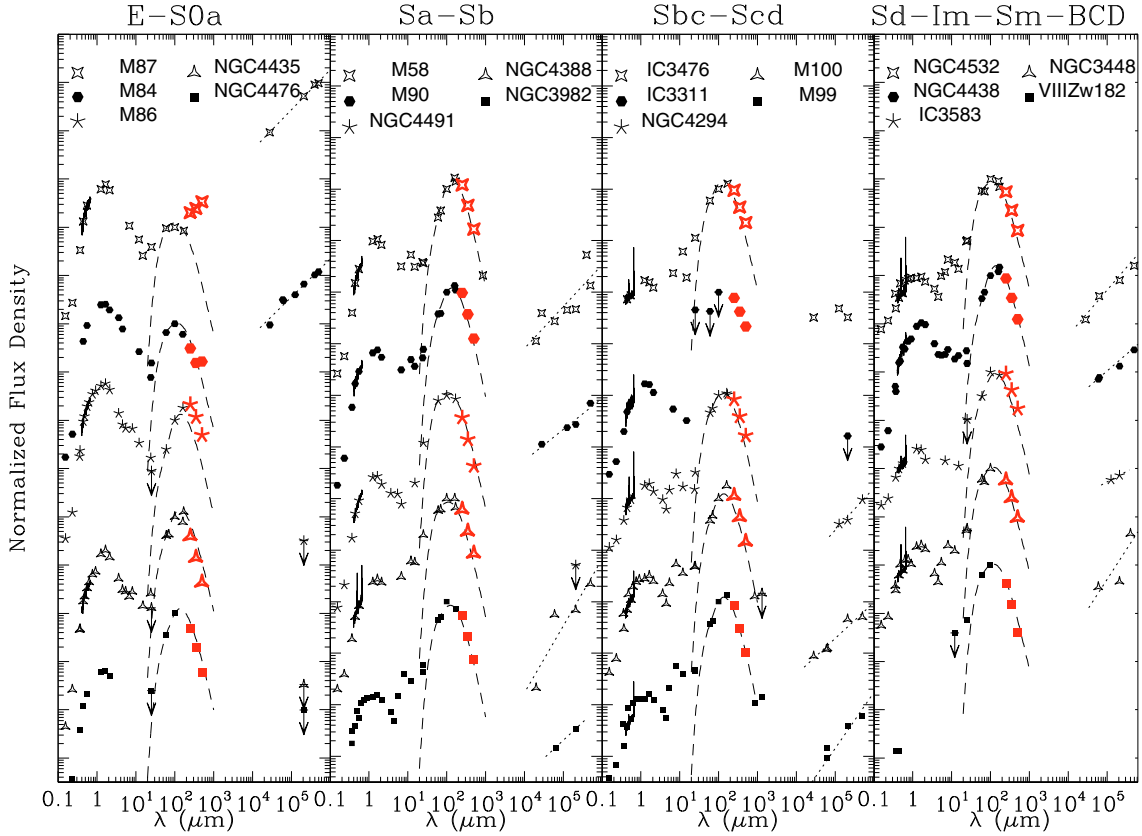


Fig. 2. The UV to radio centimetre observed SEDs of a subsample of galaxies, in 4 different panels according to their morphological type. The interacting systems NGC 3448 (Arp 205) and NGC 4438 (Arp 120) are included in the Sd-BCD-Pec sample. SPIRE data are marked in red. The continuum line in the optical domain is the medium resolution integrated spectra with emission lines in star-forming systems taken from Gavazzi et al. (2004). The dashed line shows the combination of two modified black bodies ($B(\nu, T)\nu^\beta$ with $\beta = 2$) of temperature $T = 20$ and 40 K respectively normalized to the 100 and $60 \mu\text{m}$ flux densities. The dotted line in the radio domain indicates the best-fit synchrotron emission.

have colour indices indicating that the cold dust has a higher temperature than in star-forming systems. As for the interpretation of the FIR properties of the early-type galaxies in the SINGS galaxy sample (Draine et al. 2007), higher dust-weighted mean starlight intensities can explain the high FIR colour temperatures of E/S0 galaxies. However, the relative importance of X-ray heating (Wolfire et al. 1995), stochastic heating, heating from fast electrons in the hot gas, as in supernovae, and the (unknown) size-distribution of dust grains in these environments with low-density ISM needs further exploration.

The empirical SEDs of Dale & Helou (2002), Chary & Elbaz (2001), and Boselli et al. (2003), despite possible uncertainties in the absolute flux calibration (15%), only qualitatively cover the wide range of infrared colours observed in our sample even excluding the radio galaxies M 87 and M 84, and underpredict the f_{250}/f_{350} ratio for a given f_{100}/f_{250} ratio (panel d). Furthermore, these models do not reproduce the coldest colour temperatures observed in the SPIRE colour diagram f_{350}/f_{500} versus f_{250}/f_{350} (panel f). It is also interesting that even the most active galaxies such as M 82 and NGC 4491, which are expected to be dominated by warm dust heated by the dominant starburst, host a cold dust component as traced by the $500 \mu\text{m}$ emission which is underestimated by models (see panel a).

4. Spectral energy distributions

Combining integrated flux densities from UV to radio centimetre we constructed the observed SED of the target galaxies. Figure 2

shows some examples of UV to radio centimetre SEDs of galaxies according to their morphological type. Figure 2 shows that in the elliptical galaxies M 87 and M 84, the sub-mm domain is dominated by synchrotron emission. M 87 is a powerful radio galaxy (Virgo A), where synchrotron dominates down to $\sim 10 \mu\text{m}$ (Baes et al. 2010). M 84 is a moderately active radio galaxy with a luminosity at 20 cm of $2 \times 10^{23} \text{ W Hz}^{-1}$. In spirals, the SPIRE data closely follow a modified black body ($\beta = 2$) of temperature $T \approx 20 \text{ K}$ (dashed line) (e.g., Bendo et al. 2003, 2010). This however can be taken just as a first order approximation since quantitative data in relation to dust can be determined only after an accurate SED fitting. To identify the heating sources of the emitting dust, we can use any tracer of the hardness of the interstellar radiation field. Here we adopt the birthrate parameter b , defined as the ratio of the present star formation rate (SFR) to the SFR averaged along the life t_0 of the galaxy², hence $b \propto \text{SFR}t_0/M_*$. Following Boselli et al. (2001, 2009), SFR is proportional to the extinction-corrected UV or $H\alpha$ flux, and M_* to the NIR flux. Therefore b is tightly related to the hardness of the UV radiation field. Figure 3 shows the relationship between the two colour indices f_{60}/f_{100} and f_{350}/f_{500} and the birthrate parameter, this last determined for late-type galaxies only.

Figure 3 shows that the colour index f_{60}/f_{100} , sensitive to the presence of warm dust, increases with b , indicating that galaxies with the warmest dust temperature are those at present most active in star formation ($b \geq 1$). In contrast, the temperature of the cold dust appears to be anticorrelated with b , indicating

² The birthrate parameter is also called the specific star formation rate.

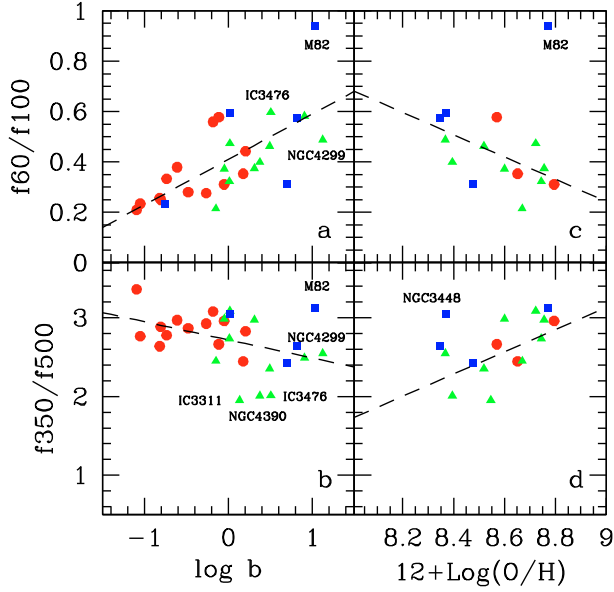


Fig. 3. The relationship between the infrared colours $f60/f100$ and $f350/f500$ and the birthrate parameter b (a, b) and the metallicity (c, d). Symbols are coded as in Fig. 1. The dashed lines give the linear best fits to the data: $f60/f100 = 0.18 \pm 0.04 \log b + 0.41 \pm 0.02$ ($R = 0.69$; $\rho = 99.99\%$); $f350/f500 = -0.23 \pm 0.10 \log b + 2.72 \pm 0.06$ ($R = 0.39$; $\rho = 95.16\%$); $f60/f100 = -0.44 \pm 0.18 [12 + \log(\text{O}/\text{H})] + 4.22 \pm 1.55$ ($R = 0.55$; $\rho = 96.59\%$); $f350/f500 = 1.41 \pm 0.55 [12 + \log(\text{O}/\text{H})] - 9.56 \pm 4.70$ ($R = 0.55$; $\rho = 97.40\%$), where R is the correlation coefficient and ρ is the Spearman's probability that the two variables are correlated. Best fits with metallicity were performed excluding the 2 outliers M 82 and the perturbed system NGC 3448 (Arp 205) since their uncertain metallicity is probably not representative of normal galaxies.

an excess of the cold dust emission in the most active galaxies. These trends with b may be non-universal since they might be related to the presence of cluster galaxies, which are characterised by a reduced star formation activity ($b \sim 0.1$) because of their interaction with the cluster environment (e.g., Boselli & Gavazzi 2006). An opposite behaviour of the $f60/f100$ and $f350/f500$ colour indices is also present when plotted versus the gas metallicity index $12 + \log(\text{O}/\text{H})$ (determined using the prescriptions of Kewley & Ellison 2008 based on the Pettini & Pagel 2004 calibration and using mainly the Gavazzi et al. 2004 spectroscopic data), i.e., while $f60/f100$ decreases with metallicity (with the exception of the starburst M 82), $f350/f500$ seems to increase with $12 + \log(\text{O}/\text{H})$, with a possible exception for the interacting system NGC 3448 (Arp 205). A similar radial trend with metallicity is also observed for both M 99 and M 100 (Pohlen et al. 2010). This result is consistent with the presence of emission at $\lambda > 850 \mu\text{m}$ that could originate in <10 K dust (Galliano et al. 2005; Galametz et al. 2010; O'Halloran et al. 2010) or dust with $\beta < 2$ (e.g. Bendo et al. 2006), which may be more prominent in low metallicity galaxies. A value of $\beta < 2$ implies an enhanced contribution from carbonaceous dust because amorphous hydrocarbons have values of β in the range 1–1.5. Before attempting to determine the origin of this cold dust component, this interesting result should be confirmed on a more robust statistical basis.

5. Conclusions

Our analysis has enabled us to reach the following conclusions: a) the infrared colour index $f60/f500$ is more capable of detecting a starburst than $f60/f100$. b) Normal galaxies show a gradual increase in their dust temperature along the Hubble sequence, from Sa to Sc-Im-BCD with the exception of E-S0a, where the dust temperature is higher than in star-forming systems probably because of the different nature of their dust heating sources. c) SPIRE colours can be used to discriminate thermal from synchrotron emission in radio galaxies. d) In contrast to the warm dust, the colour temperature $f350/f500$ index decreases with star formation activity and increases with metallicity. This admittedly weak evidence might be indicative of an overabundance of cold dust or an emissivity parameter $\beta < 2$ in low metallicity, active systems.

Acknowledgements. SPIRE has been developed by a consortium of institutes led by Cardiff University (UK) and including Univ. Lethbridge (Canada); NAOC (China); CEA, LAM (France); IFSI, Univ. Padua (Italy); IAC (Spain); Stockholm Observatory (Sweden); Imperial College London, RAL, UCL-MSSL, UKATC, Univ. Sussex (UK); and Caltech/JPL, IPAC, Univ. Colorado (USA). This development has been supported by national funding agencies: CSA (Canada); NAOC (China); CEA, CNRS, CNRS (France); ASI (Italy); MCINN (Spain); Stockholm Observatory (Sweden); STFC (UK); and NASA (USA).

References

- Bendo, G., Joseph, R., Wells, M., et al. 2003, *AJ*, 125, 2361
- Bendo, G., Dale, D., Draine, B., et al. 2006, *ApJ*, 652, 283
- Bendo, G. J., et al. 2010, *A&A*, 518, L65
- Boselli, A., & Gavazzi, G. 2006, *PASP*, 118, 517
- Boselli, A., Lequeux, J., Sauvage, M., et al. 1998, *A&A*, 335, 53
- Boselli, A., Gavazzi, G., Donas, J., & Scodreggio, M. 2001, *AJ*, 121, 753
- Boselli, A., Gavazzi, G., & Sanvito, G. 2003, *A&A*, 402, 37
- Boselli, A., Cortese, L., Deharveng, J. M., et al. 2005, *ApJ*, 629, L29
- Boselli, A., Boissier, S., Cortese, L., et al. 2009, *ApJ*, 706, 1527
- Boselli, A., Eales, S., Cortese, L., et al. 2010, *PASP*, 122, 261
- Chary, R., & Elbaz, D. 2001, *ApJ*, 556, 562
- Cortese, L., Davies, J. I., Pohlen, M., et al. 2010, *A&A*, 518, L49
- Dale, D., & Helou, G. 2002, *ApJ*, 576, 159
- Dale, D., Helou, G., Contursi, A., Silbermann, N., & Kolhatkar, S. 2001, *ApJ*, 549, 215
- Dale, D., Bendo, G., Engelbracht, C., et al. 2005, *ApJ*, 633, 857
- Dale, D., Gil de Paz, A., Gordon, K., et al. 2007, *ApJ*, 655, 863
- Davies, J. I., Baes, M., Bendo, G. J., et al. 2010, *A&A*, 518, L48
- Draine, B., & Li, A. 2007, *ApJ*, 657, 810
- Draine, B., Dale, D., Bendo, G., et al. 2007, *ApJ*, 663, 866
- Galametz, M., et al. 2010, *A&A*, 518, L55
- Galliano, F., Madden, S., Jones, A., Wilson, C., & Bernard, J. 2005, *A&A*, 434, 867
- Gavazzi, G., Boselli, A., Donati, A., Franzetti, P., & Scodreggio, M. 2003, *A&A*, 400, 451
- Gavazzi, G., Zaccardo, A., Sanvito, G., Boselli, A., & Bonfanti, C. 2004, *A&A*, 417, 499
- Griffin, M. J., et al. 2010, *A&A*, 518, L3
- Kennicutt, R. 1983, *A&A*, 120, 219
- Kewley, L., & Ellison, S. 2008, *ApJ*, 681, 1183
- Lequeux, J. 1971, *A&A*, 15, L42
- O'Connell, R. 1999, *ARA&A*, 37, 603
- O'Halloran, B., et al. 2010, *A&A*, 518, L58
- Pettini, M., & Pagel, B. 2004, *MNRAS*, 348, L59
- Pilbratt, G. L., et al. 2010, *A&A*, 518, L1
- Pohlen, M., et al. 2010, *A&A*, 518, L72
- Roussel, H., et al. 2010, *A&A*, 518, L66
- Rowan-Robinson, M., & Crawford, J. 1989, *MNRAS*, 238, 523
- Swinyard, B. M., Ade, P., Baluteau, J. P., et al. 2010, *A&A*, 518, L4
- Wolfe, M., Hollenbach, D., McKee, C., Tielens, A., & Bakes, E. 1995, *ApJ*, 443, 152

- ¹ Laboratoire d'Astrophysique de Marseille, UMR6110 CNRS, 38 rue F. Joliot-Curie, 13388 Marseille, France
e-mail: Alessandro.Boselli@oamp.fr
- ² School of Physics and Astronomy, Cardiff University, Queens Buildings The Parade, Cardiff CF24 3AA, UK
- ³ Sterrenkundig Observatorium, Universiteit Gent, Krijgslaan 281 S9, 9000 Gent, Belgium
- ⁴ Astrophysics Group, Imperial College, Blackett Laboratory, Prince Consort Road, London SW7 2AZ, UK
- ⁵ INAF - Osservatorio Astrofisico di Arcetri, Largo Enrico Fermi 5, 50125 Firenze, Italy
- ⁶ Jet Propulsion Laboratory, Pasadena, CA 91109, USA; Department of Astronomy, California Institute of Technology, Pasadena, CA 91125, USA
- ⁷ Astronomical Institute, Ruhr-University Bochum, Universitätsstr. 150, 44780 Bochum, Germany
- ⁸ Instituto de Astrofísica de Canarias, C/Vía Láctea s/n, 38200 La Laguna, Spain
- ⁹ Institut d'Astrophysique de Paris, UMR7095 CNRS, Université Pierre & Marie Curie, 98bis boulevard Arago, 75014 Paris, France
- ¹⁰ INAF - Osservatorio Astronomico di Padova, Vicolo dell'Osservatorio 5, 35122 Padova, Italy
- ¹¹ Department of Physics & Astronomy, University of California, Irvine, CA 92697, USA
- ¹² Laboratoire AIM, CEA/DSM – CNRS – Université Paris Diderot, Irfu/Service d'Astrophysique, 91191 Gif-sur-Yvette, France
- ¹³ Observational Cosmology Lab, Code 665, NASA Goddard Space Flight Center Greenbelt, MD 20771, USA
- ¹⁴ NASA Herschel Science Center, California Institute of Technology, MS 100-22, Pasadena, CA 91125, USA
- ¹⁵ ESO, Alonso de Cordova 3107, Vitacura, Santiago, Chile
- ¹⁶ Università di Milano-Bicocca, piazza della Scienza 3, 20100 Milano, Italy
- ¹⁷ Department of Astrophysical and Planetary Sciences, CASA CB-389, University of Colorado, Boulder, CO 80309, USA
- ¹⁸ Centro de Astronomia e Astrofísica da Universidade de Lisboa, Observatório Astronómico de Lisboa, Tapada da Ajuda, 1349-018 Lisboa, Portugal
- ¹⁹ ESA Astrophysics Missions Division, ESTEC, PO Box 299, 2200 AG Noordwijk, The Netherlands
- ²⁰ Institut d'Astrophysique Spatiale (IAS), Batiment 121, Université Paris-Sud 11 and CNRS, 91405 Orsay, France
- ²¹ Astronomy Centre, Department of Physics and Astronomy, University of Sussex, UK
- ²² Mullard Space Science Laboratory, University College London, Holmbury St Mary, Dorking, Surrey RH5 6NT, UK
- ²³ Dept. of Physics & Astronomy, McMaster University, Hamilton, Ontario, L8S 4M1, Canada
- ²⁴ Max-Planck-Institut fuer extraterrestrische Physik, Giessenbachstrasse, Postfach 1312, 85741 Garching, Germany
- ²⁵ School of Physics & Astronomy, University of Nottingham, University Park, Nottingham NG7 2RD, UK
- ²⁶ INAF-Istituto di Astrofisica Spaziale e Fisica Cosmica, via Fosso del Cavaliere 100, 00133 Roma, Italy
- ²⁷ Infrared Processing and Analysis Center, California Institute of Technology, Mail Code 100-22, 770 South Wilson Av, Pasadena, CA 91125, USA
- ²⁸ Centre for Astrophysics Research, Science and Technology Research Centre, University of Hertfordshire, College Lane, Herts AL10 9AB, UK
- ²⁹ University of Padova, Department of Astronomy, Vicolo Osservatorio 3, 35122 Padova, Italy
- ³⁰ Leiden Observatory, Leiden University, PO Box 9513, 2300 RA Leiden, The Netherlands
- ³¹ Observatoire Astronomique de Strasbourg, UMR 7550 Université de Strasbourg – CNRS, 11 rue de l'Université, 67000 Strasbourg, France
- ³² Institute of Astronomy and Astrophysics, National Observatory of Athens, I. Metaxa and Vas. Pavlou, P. Penteli, 15236 Athens, Greece
- ³³ Institut für Astronomie, Universität Wien, Türkenschanzstr. 17, 1180 Wien, Austria
- ³⁴ Max-Planck-Institut fuer Astronomie, Koenigstuhl 17, 69117 Heidelberg, Germany

7.2 SED fitting of the complete HRS sample.

Now that all the SPIRE observations of HRS galaxies are available, we can perform statistical studies on their properties. We choose to derive them by the mean of infrared SED fitting as a first step to link the dust properties with multi-wavelength integrated physical parameters. In this section, I present very preliminary results based on the infrared SED fitting of a subsample of HRS galaxies. The goal of the study is to compare output from [Draine & Li \(2007\)](#) models with observed quantities that I will briefly described. I will first present infrared ancillary data (from photometry and literature), then detail how I remove the stellar contribution in mid-infrared. The results of the χ^2 minimization SED fitting will be described and then compared with physical properties of the galaxies.

7.2.1 Data

In order to construct the infrared SEDs of the HRS galaxies, we gather ancillary data from 8 to 500 performing the photometry on *WISE*, *Spitzer*/IRAC, and *Herschel*/SPIRE images and using measurements available in the literature for *IRAS* and *Spitzer*/MIPS.

7.2.1.1 Mid-infrared : *Spitzer*/IRAC and *WISE*

***Spitzer*/IRAC** With [Draine & Li \(2007\)](#) models, we can characterize the PAH emission in a galaxy. As one of the largest PAH feature emission is expected at $7.7 \mu\text{m}$, we need the IRAC ([Fazio et al. 2004](#)) $8 \mu\text{m}$ images to constrain this part of the SED.

We have retrieved, on the *Spitzer* Data Archive², $8 \mu\text{m}$ images for 129 galaxies. The FWHM of the fourth IRAC channel is $1.9''$, and the maps have a pixel size of $0.6''$. As a first step, we convert the images from MJy/sr to $\mu\text{Jy/pixel}$, and then remove all of the NaN pixels by replacing them by the median value of the surrounding pixels. In order to subtract the background emission, we define circular apertures with a radius of $12''$ surrounding the galaxies (the number of circles depends on the size of the galaxy, generally from 6 to 10), take the median value of all of the pixels within these apertures as the background level, and subtract it from the images. We remove the cold stars and background sources visible at $8 \mu\text{m}$ using the IRAF/*imedit* task from all the images. We then extract the flux densities using apertures adapted to every galaxies in order to take into account all the infrared emission, and minimize contamination from background features. As the images have small fields of view, we do not estimate residual background emission from circular annuli (as we do for *WISE* and *Herschel*/SPIRE photometry) but from multiple 10×10 pixels boxes around the galaxies. For the error calculation, we proceed as in [Boselli et al. \(2003\)](#) using the same boxes as for the background residual estimation. We thus take into account two terms, one being the instrumental error (the mean value of the standard deviation in all the boxes) and the other one the sky error due to large scale structures (the standard deviation of the mean values in all the boxes). To this stochastic error, we added quadratically a calibration error of 10% as indicated in [Dale et al. \(2007\)](#). IRAC flux densities need to be corrected for aperture effects to take into account the diffuse scattering of incoming photons through the

2. <http://irsa.ipac.caltech.edu/data/SPITZER/docs/spitzerdataarchives/>

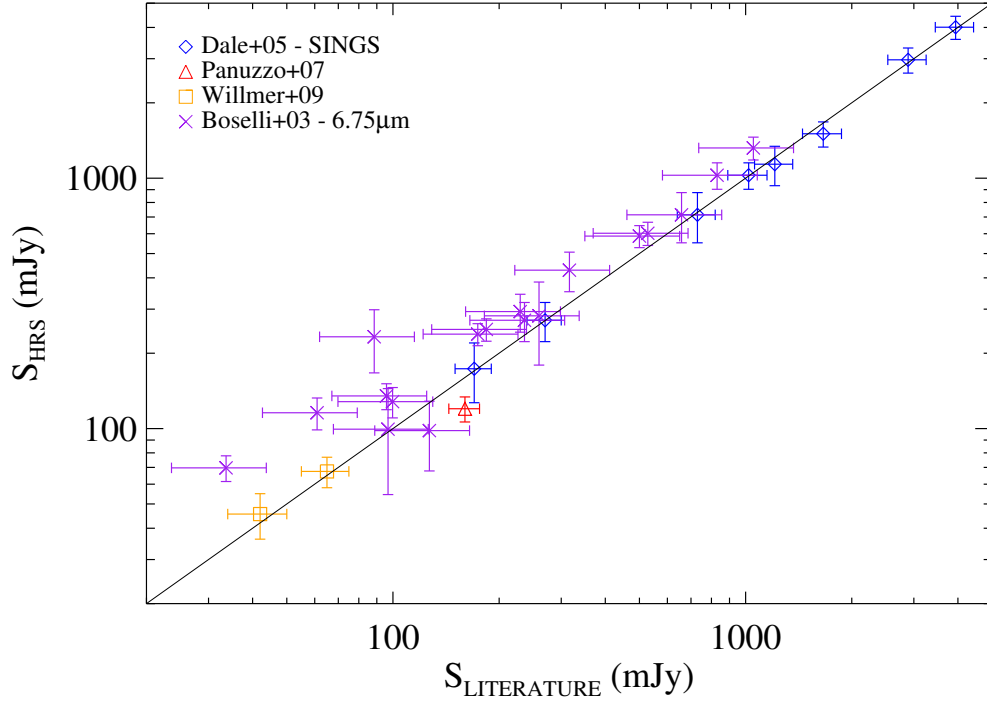


FIGURE 7.3 – Comparison between our *Spitzer*/IRAC flux density measurements and *Spitzer*/IRAC, *ISO* (6.75 μ m) data available from the literature for galaxies in common.

IRAC array³. We thus apply aperture corrections using the parameters provided in Table 4 of Dale et al. (2007) on our measurements. The whole description of the photometry of *Spitzer*/IRAC data, in the four bands, will be fully described in Ciesla et al. (in prep).

In order to check the validity of our IRAC photometry, we search for IRAC 8 flux densities already available for HRS galaxies on NED and make the comparison (Figure 7.3). We find 8 galaxies in common with the SINGS sample (the *Spitzer* Infrared Nearby Galaxies Survey, Kennicutt et al. 2003; Dale et al. 2005), 2 galaxies in common with Panuzzo et al. (2007) and 1 galaxy to be compared with Willmer et al. (2009). To strengthen the comparison, we add *ISO* flux densities at 6.75 from Boselli et al. (2003) for 18 galaxies. Despite a small shift due to the difference of wavelength, the measurements are in good agreement. This comparison shows that our measurements are consistent with the 8 (or 6.75 μ m) data taken from the literature.

WISE The NASA’s Wide-field Infrared Survey Explorer (WISE, Wright et al. 2010) has completed observations of the entire sky in four near- and mid-infrared bands : 3.4, 4.6, 12, and 22, with an angular resolution of 6.1”, 6.4”, 6.5”, and 12.0”, respectively. WISE scanned the sky with 8.8 second exposures at 12 and 22 (the W3 and W4 bands), each with a 47’ field of view, providing at least eight exposures per position on the ecliptic and

3. <http://ssc.spitzer.caltech.edu/irac/calib/extcal/>

increasing depth towards the ecliptic poles. The FWHM of the W3 and W4 images are 6.5'' and 12'', respectively. The individual frames were combined into coadded images with a pixel size of 1.375''. WISE achieved 5σ point source sensitivities better than 1 and 6 mJy in unconfused regions on the ecliptic in the W3 and W4 bands. Sensitivity improves toward the ecliptic poles due to denser coverage and lower zodiacal background.

In March 2012, the final data has been released. The purpose of this work being to constrain the emission of the dust, we download the images of all the HRS galaxies only at 12 and 22 from the *WISE* Science Archive⁴. We perform aperture photometry using the DS9/Funtools program "Funcnts". In order to be consistent with the *Herschel*/SPIRE photometry, we extracted the number counts using the SPIRE apertures of the HRS galaxies (for a complete description of these aperture, see Ciesla et al. 2012). However, most of the 12 images are polluted by very cold stars and all the apertures are checked to minimize the contamination. The unit of the images is Data Numbers (DN), to convert the count extracted to Jansky, we use the factors provided by the Explanatory Supplement to the WISE Preliminary Data Release Products⁵, Section II.3.f. The conversion factors used to convert DN into Jansky are 1.8326×10^{-6} Jy/DN and 5.2269×10^{-5} Jy/DN at 12 and 22 μm , respectively. We obtain flux densities for the 323 galaxies of the HRS at 12 and 22 μm . The photometric catalogue of all the HRS galaxies, in all the *WISE* bands, will be fully described in a futur paper (Ciesla et al., in prep).

To check the validity of our measurements, we compared our results to the near- and mid-infrared ancillary data available for the HRS galaxies. The comparison between WISE flux densities, and the *Spitzer*/IRAC 8 (Ciesla et al. in prep) and *Spitzer*/MIPS 24 (Bendo et al. 2012a), the *IRAS* 12 and 25 (Sanders et al. 2003; Moshir & et al. 1990; Thuan & Sauvage 1992; Soifer et al. 1989; Young et al. 1996), and the *ISO* 15 (Roussel et al. 2001; Boselli et al. 2003) flux densities are presented in Figure 7.4. Although the relation between *WISE* and *IRAS* is slightly dispersed, the measurements are in good agreement. The flux densities of *WISE* and those of *Spitzer* and *ISO* are very consistent with systematic differences due to the differences of wavelengths. Based on these comparisons, we decide to use a systematic error of 20% the flux density for *WISE* in the two bands, taking into account the calibration errors of 4.5 and 5.8% at W3 and W4, respectively, provided by the Explanatory Supplement to the *WISE* Preliminary Data Release Products.

Because the *WISE* data are available for the complete HRS sample, and the comparisons with the ancillary data is in good agreement, we decide to use the *WISE* 12 data instead of the *IRAS* 12 μm , and the *WISE* 22 measurements instead of the *Spitzer*/MIPS 24 ones.

7.2.1.2 Far-infrared : *IRAS* and *Spitzer*/MIPS

IRAS We have *IRAS* flux densities for 292 galaxies out of 323 at 60 and 100 provided by Sanders et al. (2003); Moshir & et al. (1990); Thuan & Sauvage (1992); Soifer et al. (1989); Young et al. (1996).

4. Science Archive :<http://irsa.ipac.caltech.edu/>

5. http://wise2.ipac.caltech.edu/docs/release/prelim/expsup/wise_prelrel_toc.html

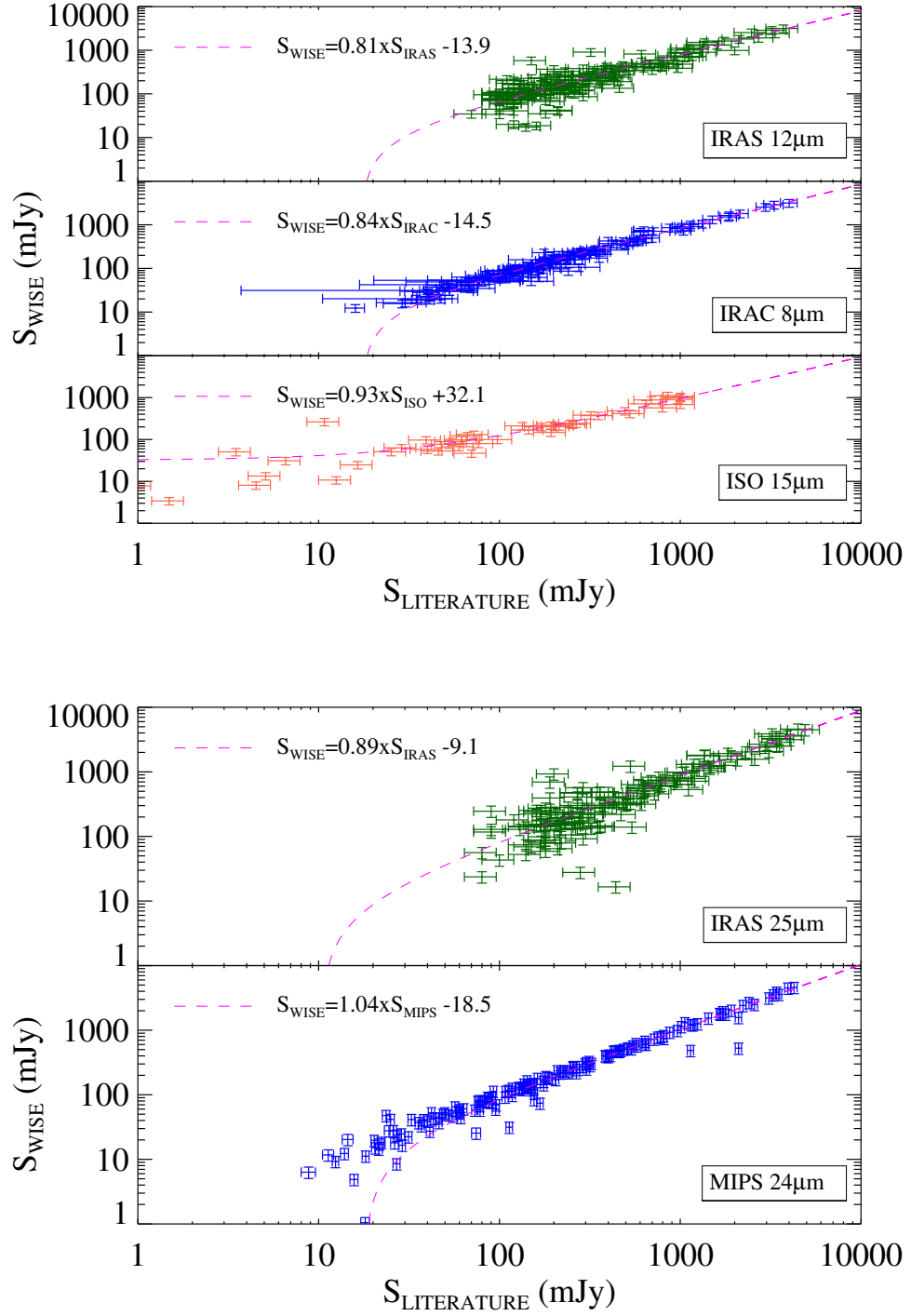


FIGURE 7.4 – Comparison between *WISE* flux density measurements and near-, mid-infrared ancillary data available from the literature. The results of a linear reduced χ^2 fit is showed in magenta dotted lines.

Spitzer/MIPS The reduction and photometry of MIPS data are fully described in [Bendo et al. \(2012b\)](#). As we have a full catalogue of HRS flux densities at 22 μm , thanks to WISE, we decide to not use the 24 MIPS measurements because of its incompleteness. We use in this work the flux densities of 107 and 100 galaxies at 70 and 160 μm , respectively, provided by [Bendo et al. \(2012b\)](#). Here we give a brief summary of the MIPS photometry. All of the MIPS data available for the HRS galaxies originate from an assortment of programs executed before the SAG2 work on the MIPS analysis and data reduction. Some data come from observations of specific nearby galaxies, others from survey programs such as the wide field surveys of the Virgo Cluster. Consequently, the characteristics of the images, such as the field of view, the coverage and the integration time, vary significantly among the galaxies. The PSF FWHM is 18'' and 38'' at 70 and 160 μm , respectively. For most of the galaxies, aperture photometry was performed using elliptical region with major and minor axes of 1.5 times the axis sizes of the D₂₅ isophotes given by [de Vaucouleurs et al. \(1991\)](#). The same aperture has been used the two bands, and to be sure that no emission is missing at 160 μm , a lower limit of 3' is set on the size of the apertures. For elliptical galaxies, a special aperture with the same size as the D₂₅ isophotes was used. In the cases of HRS 20-NGC 3395 and companion NGC 3396, and the HRS 215/216-NGC 4567/4568 pair, the flux densities provided correspond to the one of the pair as it is hard to discriminate the emission of a galaxy from the one of the companion. The error calculation takes into account the calibration error, 10% and 12% at 70 and 160 respectively, the uncertainty based on the error map, and the background noise, the three added in quadrature.

7.2.1.3 Submillimetre : *Herschel*/SPIRE

Flux densities are available for all of the galaxies of the HRS at 250, 350 and 500 μm . Out of the 323 galaxies, 284, 281 and 276 are detected at 250, 350 and 500 μm , respectively. The photometry of the HRS galaxies in the SPIRE bands is fully described in [Ciesla et al. \(2012\)](#). In summary, aperture photometry was performed in elliptical regions for extended galaxies. All apertures have been checked in order to encompass all the emission and to minimize the contamination of background sources. The stochastic error take into account the instrumental uncertainty, the confusion uncertainty (due to the presence of faint background sources), and the background uncertainty (due to large scale structure such as cirrus), all the three added in quadrature. For this work, we add a calibration uncertainty of 7%. Flux densities of point-like sources have been measurement using PSF fitting on timeline data ([Bendo et al.](#), in prep). It is the most accurate and precise method for these sources, the highest value of error is 5 mJy for a source with a flux density of 200 mJy. For non-detected objects, upper limits have been calculated by 3 times the stochastic error of extended sources.

7.2.2 Comparison of infrared libraries

A first approach of the SED fitting is to compare the ability of the most used infrared libraries to reproduce the data. I thus fit the templates of [Chary & Elbaz \(2001\)](#) and [Dale & Helou \(2002\)](#) and the models of [Draine & Li \(2007\)](#) to all the HRS galaxies, and to bins

of morphological types and stellar masses. The results of this work are presented in the following proceeding.

The Spectral Energy Distributions of the entire *Herschel* Reference Survey

Laure Ciesla¹ and the *Herschel*-SPIRE Local Galaxies Guaranteed Time Programs

¹Laboratoire d'Astrophysique de Marseille, UMR6110 CNRS,
 38 rue F. Joliot-Curie, F-13388 Marseille France
 email: laure.ciesla@oamp.fr

Abstract.

We present the spectral energy distributions (SED) of the 323 galaxies of the *Herschel* Reference Survey. In order to provide nearby galaxies templates calibrated on physical parameters, we computed mean SEDs per bin of morphological types and stellar masses. They will be very useful to study more distant galaxies and their evolution with redshift. This preliminary work aim is to study how the most commonly used libraries (Chary & Elbaz (2001), Dale & Helou (2002) and Draine & Li (2007)) reproduce the far-infrared emission of galaxies. First results show that they reproduce well the far-infrared part of mean SEDs. For single galaxies Draine & Li (2007) models seem to reproduce very well the far-infrared emission, so does the Dale & Helou (2002).

Keywords. infrared: galaxies, galaxies: statistics, galaxies: elliptical and lenticular, galaxies: spiral

1. Introduction

The spectral energy distributions (SED) of galaxies are our primary source of information about their physical properties. All the different physical processes occurring in galaxies leave their imprint on the global and detailed shape of the SED, each dominating at different wavelengths. Dust is produced by the aggregation of metals injected into the interstellar medium by massive stars (through stellar winds). It absorbs the stellar light and re-emits it in infrared, from 5 μm to 1mm. *IRAS* (Neugebauer et al. (1984)), *ISO* (Kessler et al. (1996)) and *Spitzer* (Werner et al. (2004)) provided us with data up to 170 μm allowing us to study the emission of the warm dust. The *Herschel* space observatory Pilbratt et al. (2010), launched in May 2009, opened a new window on the far infrared (55 to 672 μm). This new domain of the SED is fundamental to study the cold dust emission dominating in mass. To study the properties of the cold dust, we built up a statistically complete, K-band selected and volume limited sample: the guaranteed time key project *Herschel* Reference Survey (HRS; PI: Eales. S., Boselli et al. (2010a)) which offers an unique view from 250 μm to 500 μm of nearby galaxies.

2. SEDs of the HRS galaxies: data and mean SEDs

Since HRS galaxies are well-known nearby galaxies, it benefits for a large amount of ancillary data collected in others wavelengths (ultraviolet: Galex; optical: SDSS, Jonhson; near-infrared: 2MASS, Spitzer/IRAC; radio) indispensable to extend the study of this proceeding to the whole spectrum in a future work. We focus only on the infrared part of the SED from 24 to 500 μm . We use IRAS 60 and 100 μm data collected from different

sources (Boselli et al. (2010a)) and from NED. Spitzer/MIPS data come from Bendo et al. (2011), they collected and performed the photometry of 168 HRS galaxies at 24, 70 and 160 μm . We have *Herschel*/SPIRE data for all the 323 galaxies at 250, 350 and 500 μm , the photometry is fully described in Ciesla et al. (2012).

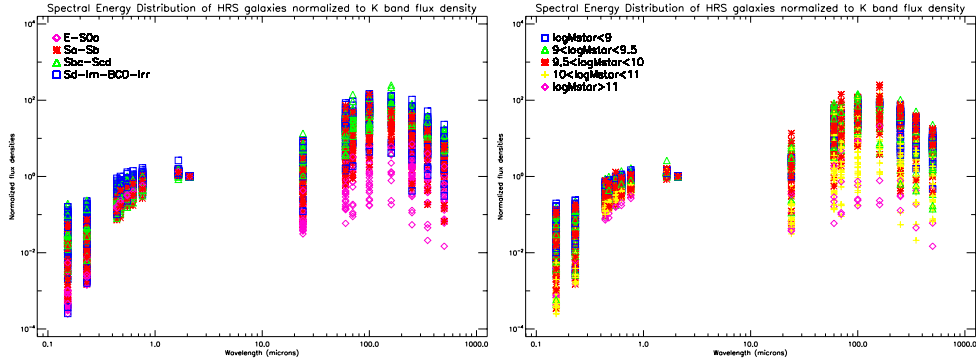


Figure 1. Spectral Energy Distribution of all the HRS galaxies normalized to the K band flux densities. Left panel: Galaxies are coded according their morphological type. Right panel: Galaxies are coded according the stellar mass.

Because these SEDs are a complete statistically sample, they are ideal to construct templates as a function of different parameters (morphological type, stellar mass, dust mass, specific star formation rate (sSFR), interstellar radiation field intensity, environment). On this very preliminary work, we focus on the morphological type and the stellar mass. Figure 1 shows the SEDs of all the HRS galaxies normalized to the K band flux densities, per bins of morphological types (left panel) and stellar masses (right panel). For a first approach, we take into account upper limits as real flux densities measurement, and calculated the mean SED for each bin of morphological type and stellar mass.

3. Comparison with literature

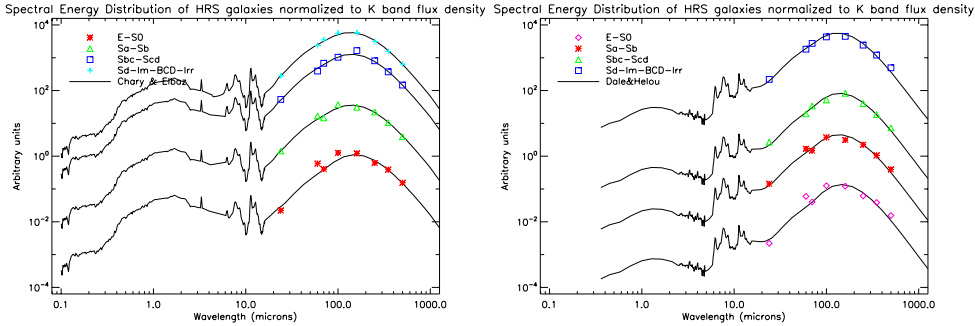


Figure 2. SED fitting of the galaxies binned by morphological type using Chary & Elbaz (2001) (left panel) and Dale & Helou (2002) (right panel).

We compare our observed SEDs with the popular infrared templates of Dale & Helou (2002) and Chary & Elbaz (2001). As it is shown on Figure 2, both libraries reproduce well the mean SEDs. Indeed, the particularities that single galaxies have is smoothed by computing the mean flux density in the bins. Elbaz et al. (2011) proposed two template: one for starburst and one for main sequence (normal) galaxies. We find that main se-

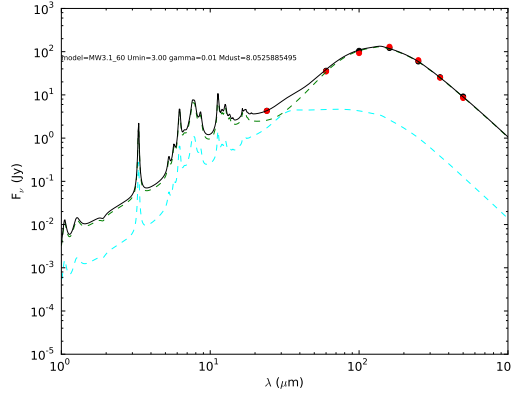


Figure 3. SED fitting of M99 (HRS102) using Draine & Li (2007) models. The parameters of the model (LMC dust composition, Umin: minimum intensity of the radiation field in unit of the local interstellar medium radiation, γ : fraction of the total dust mass that is heated by the distribution of starlight intensities and $\log M_{dust}$ in unit of solar mass) are given.

quence template reproduces well the far-infrared part of late-types mean SEDs, and not the starburst template. It is expected as the HRS sample doesn't contain strong starburst galaxies. However, fitting the two libraries on every single SED, we find that the Dale & Helou (2002) library reproduces better the far-infrared emission of the late-types galaxies than the Chary & Elbaz (2001) one. We are now starting to fit the Draine & Li (2007) models to the single SEDs (example with M99 in Figure 3). First preliminary results show that Draine & Li (2007) models are the most appropriate models to reproduce the far-infrared emission of our galaxies.

4. Conclusion

HRS is a complete sample, small enough to study the galaxies one by one, large enough to have good statistical studies. First results on SED fitting show that: Dale & Helou (2002) library seems to well reproduce FIR SEDs of late types. Chary & Elbaz (2001) library seems to well reproduce mean SEDs of late types a further investigation has to be made with single galaxies. Elbaz et al. (2011) main sequence template well reproduce mean SEDs of late types. First preliminary results show that Draine & Li (2007) seems to better reproduce HRS SEDs of late types.

References

- Boselli, A., Eales, S., Cortese, L., et al. 2010a, *PASP*, 122, 261
- Bendo G., Galliano F. & Madden, S. 2011, *MNRAS* in preparation
- Chary, R. & Elbaz, D. 2001, *APJ*, 556, 562-581
- Ciesla, L., Boselli, A., Bendo, G., et al. 2012, *A&A*, in preparation
- Dale, D. & Helou, G. 2002, *A&A*, 576, 159-168
- Draine, B. T. & Li, A. 2007, *APJ*, 657, 810-837
- Elbaz, D., et al. 2011, *A&A*, 533, A119
- Kessler, M.F., et al. 1996, *A&A*, 315, L27-L31
- Neugebauer, G., et al. 1984, *APJ*, 278, L1-L6
- Pilbratt, G., et al. 2010, *A&A*, 518, 3
- Werner, M., et al. 2004, *ApJS*, 154, 1

7.2.3 Removing the stellar contribution from the infrared data

As I explained in Chapter 2, the near-infrared and the mid-infrared are spectral domains where the transition between stellar and dust emission occurs. The [Draine & Li \(2007\)](#) models only reproduce the emission of the dust from $1\ \mu\text{m}$ to $1\ \text{cm}$. We need then to remove all the stellar emission from the old cold population that contaminates the mid-infrared in order to perform the infrared SED fitting of the HRS galaxies. To estimate this contribution we use the CIGALE code developed in Marseille in a special configuration to calculate the stellar emission in the infrared bands based on assumptions on the star formation history (SFH).

7.2.3.1 The CIGALE code

The CIGALE⁶ (Code Investigating GAL Emission) code has been developed to derive physical parameters of galaxies by comparing modeled galaxy SEDs to observed ones from the far-ultraviolet to the far-infrared ([Burgarella et al. 2005](#); [Noll et al. 2009](#); [Giovannoli et al. 2011](#)). The code computes modeled galaxy SEDs by using stellar population models from [Maraston \(2005\)](#) which are reddened by synthetic attenuation curves based on the [Calzetti et al. \(2000\)](#) law, and corrected for spectral lines, and dust emission templates. These models are then fit to the observed SEDs using a χ^2 fitting procedure and best parameters are determined using a Bayesian-like analysis. Indeed, the probability function of each parameter is calculated and the estimated value of the parameter and its error correspond to the mean and standard deviation of the distribution. We refer the reader to [Noll et al. \(2009\)](#) for a complete description of the code.

7.2.3.2 Estimations of the stellar contribution

The early-type and late-type galaxies present very different characteristics of their stellar population (Chapter 1). The early-types are dominated by an old, cold stellar population emitting in near-infrared whereas stellar populations of late-type galaxies are younger. We expect then to have different stellar contributions in mid-infrared for early-type and late-type galaxies and need to compute different star formation histories. If we consider a star formation history with a decreasing exponential shape and an e-folding τ , we have two extreme cases : one with a very small τ and the other one with a very large τ . If the e-folding of the star formation history is very small (1-2 Gyr) then all of the stars are created in a very short time and evolve to become at the age of the universe a very old populations. On the contrary, a large e-folding (≈ 20 Gyr) corresponds to a quasi-constant star formation rate and stars are still being created at the age of the universe. This would lead to a mixture of old and young stars. The variation of mid-infrared flux densities from the models normalized at $2\ \mu\text{m}$ with the value of τ is presented on Figure 7.5. Strong variations are seen for the 8 to $2\ \mu\text{m}$ flux density ratio and the 12 to $2\ \mu\text{m}$ flux density ratio (36% and 40%, respectively), whereas no variations is seen at $22\ \mu\text{m}$. Small values of τ corresponds to a high S_8/S_2 ratio, which is consistent with an important old stellar population. Thus, choosing

6. <http://cigale.oamp.fr/>

a τ of 2 Gyr would lead to a star formation history close to that of the early-type galaxies. From $\tau=10$ Gyr, there is less variations in the 8 to 2 μm flux density ratio. This smaller ratio implying a smaller flux density at 8 μm is what we expect for late-type galaxies.

To estimate the counterpart of the mid-infrared emission due to stars, [Helou et al. \(2004\)](#) used the stellar population models of Starburst 99 ([Leitherer et al. 1999](#)). Assuming that the 3.6 μm emission was purely stellar, then obtained stellar contribution factors of 0.596, 0.399, 0.232 and 0.032 at 4.5, 5.8, 8.0 and 24.0 μm , respectively. [Draine et al. \(2007\)](#) proposed similar values obtained from a blackbody emission with a temperature of 5000 K (0.260, 0.0326 at 8.0 and 24.0 μm , respectively). We used blackbodies of different temperatures and stellar population models computed from CIGALE to reproduce the Figure 2 of [Helou et al. \(2004\)](#) (Figure 7.6). Differences in the stellar contributions are seen depending on the model (blackbody or models from CIGALE) et on the assumption on the temperature or the e-folding. We thus decided to use the stellar population models computed by CIGALE and separate the early-type galaxies from the late-types by using different τ . Star formation history of early-type galaxies is defined with $\tau = 2$ Gyr, and a τ of 10 Gyr is chosen for late-types. With these SFH, we calculated stellar contribution for several near- and mid-infrared bands, normalized at different flux densities (Table 7.1). We found coefficients in good agreement with those of [Helou et al. \(2004\)](#) and [Draine et al. \(2007\)](#), i.e. 0.589, 0.396, 0.244 and 0.044 at 4.5, 5.8, 8.0 and 24.0 μm , respectively.

We applied these coefficients on the HRS galaxies with the following criterium, if

$$S_\nu - S_\nu^{ns} < 2\sigma \quad (7.1)$$

with S_ν the observed flux density, S_ν^{ns} the non stellar flux density obtained after correction and σ the error on the observation, then we remove the galaxy from the study. This criterium removed almost all the elliptical galaxies.

Now that the flux densities of the HRS galaxies correspond only to the dust emission, we can proceed to the fitting of [Draine & Li \(2007\)](#) models.

7.2.4 SED fitting with [Draine & Li \(2007\)](#)

[Draine & Li \(2007\)](#) models are not yet implemented in CIGALE as they contain a lot of free parameters compared to templates like [Chary & Elbaz \(2001\)](#) and [Dale & Helou \(2002\)](#). Furthermore, the code must perform a linear combination of the two components of the models. This will be done in the new version of CIGALE currently under development. We thus proceed with a χ^2 square minimization fitting. We followed the recommendation of [Draine et al. \(2007\)](#) by fixing the U_{max} value to 10^6 . Figure 7.7 presents the distributions of the χ^2_{min} and of the three parameters directly obtained from the fits (U_{min} , q_{PAH} , γ).

Figure 7.8, Figure 7.9 and Figure 7.10 show the results of the fits of a few galaxies. A preliminary point is that the fraction of PAH, q_{PAH} is not constrained for all galaxies (see HRS 102, HRS 122 and HRS 174) whereas it appears from the χ^2 distribution plots that U_{min} and γ are constrained. For HRS 174, the absence of 8 μm measurement is the reason why the fraction of PAH is not constrained but HRS 102 and HRS 122 do have IRAC measurement. The 12 μm measurements are out of the model for all but one galaxies presented here, this should be investigated.

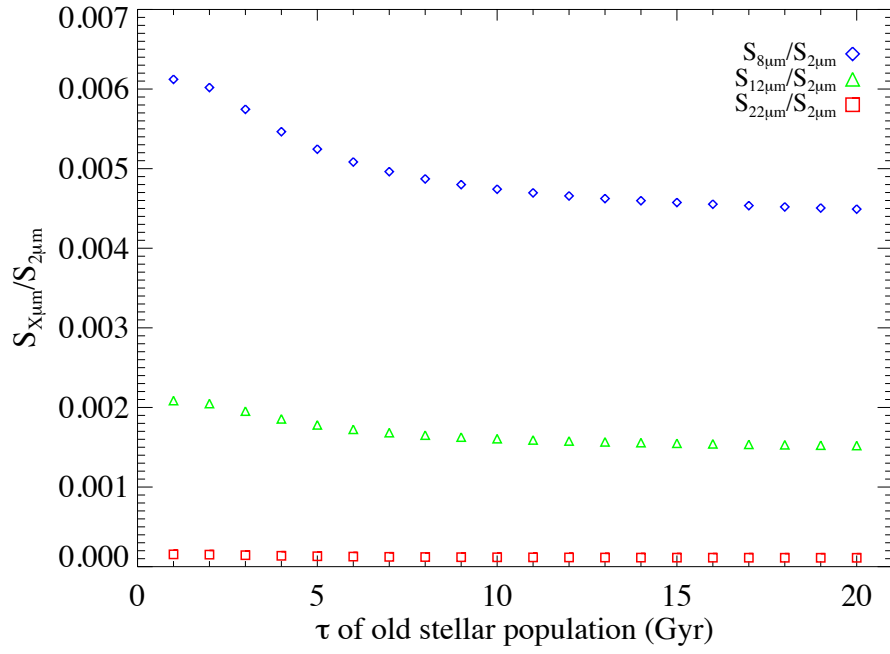


FIGURE 7.5 – Evolution of $S_{8\mu m}/S_{2\mu m}$, $S_{12\mu m}/S_{2\mu m}$ and $S_{22\mu m}/S_{2\mu m}$ flux density ratios with τ , the e-folding rate of the exponentially decreasing SFR.

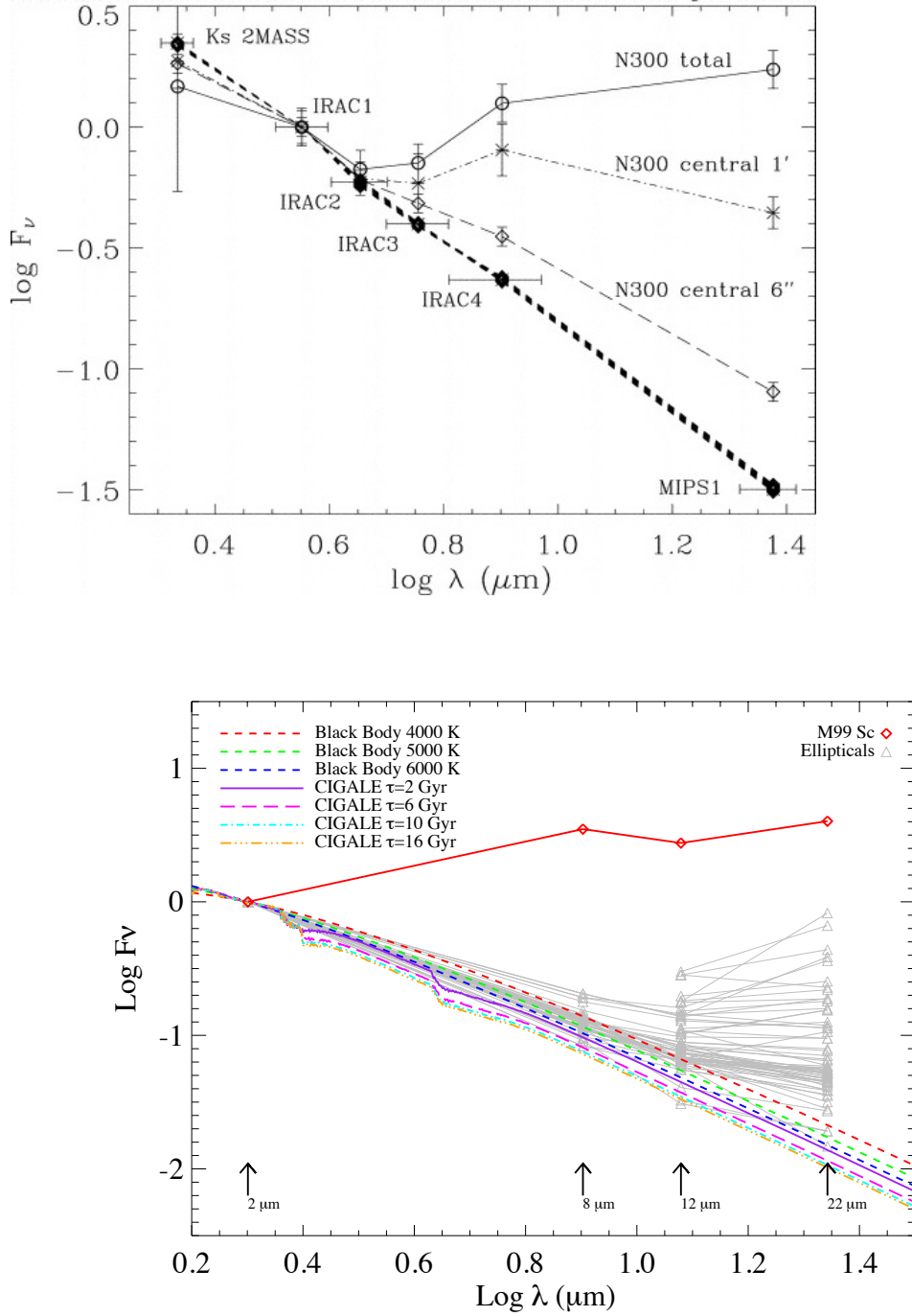


FIGURE 7.6 – SED decomposition. Upper panel : Figure from [Helou et al. \(2004\)](#), SED of NGC 300 in three different apertures, flux densities are normalized to 3.6 μm . The thick dashed lines trace model photospheric SEDs from 2 to 24 μm , derived from Starburst99 for a range of star formation histories with a Salpeter IMF and two different metallicities (0.008 and 0.02 Z_\odot). Lower panel : Same figure with HRS data. Red diamonds are flux densities of the late type galaxy M 99 normalized to 2 μm . Grey triangles are flux densities of all HRS early-type galaxies normalized to 2 μm . Red, green and blue dashed lines represents black body laws with different temperatures. Purple, magenta, cyan and orange lines represents models from [Maraston \(2005\)](#) convolved by CIGALE with an exponentially decreasing star formation history for different e-foldings τ .

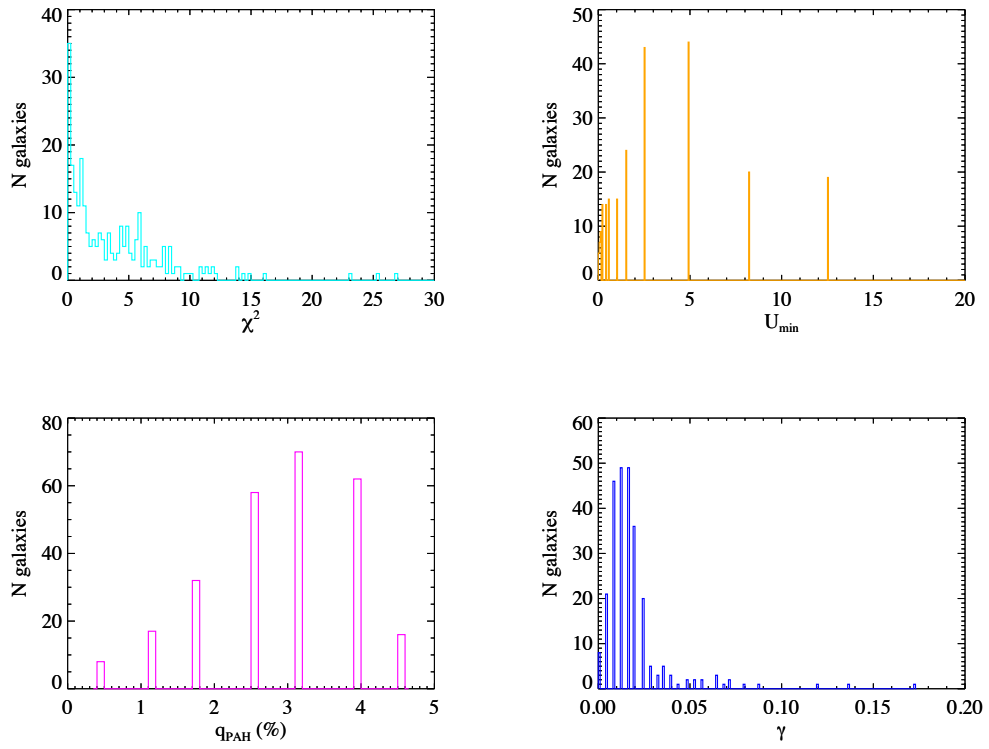


FIGURE 7.7 – Distributions of the parameters obtained after SED fitting for the 260 galaxies of our subsample (after the removal of the stellar contribution). Upper left panel : distributions of the χ^2_{min} , upper right panel : U_{min} , lower left panel : q_{PAH} , lower right panel : γ .

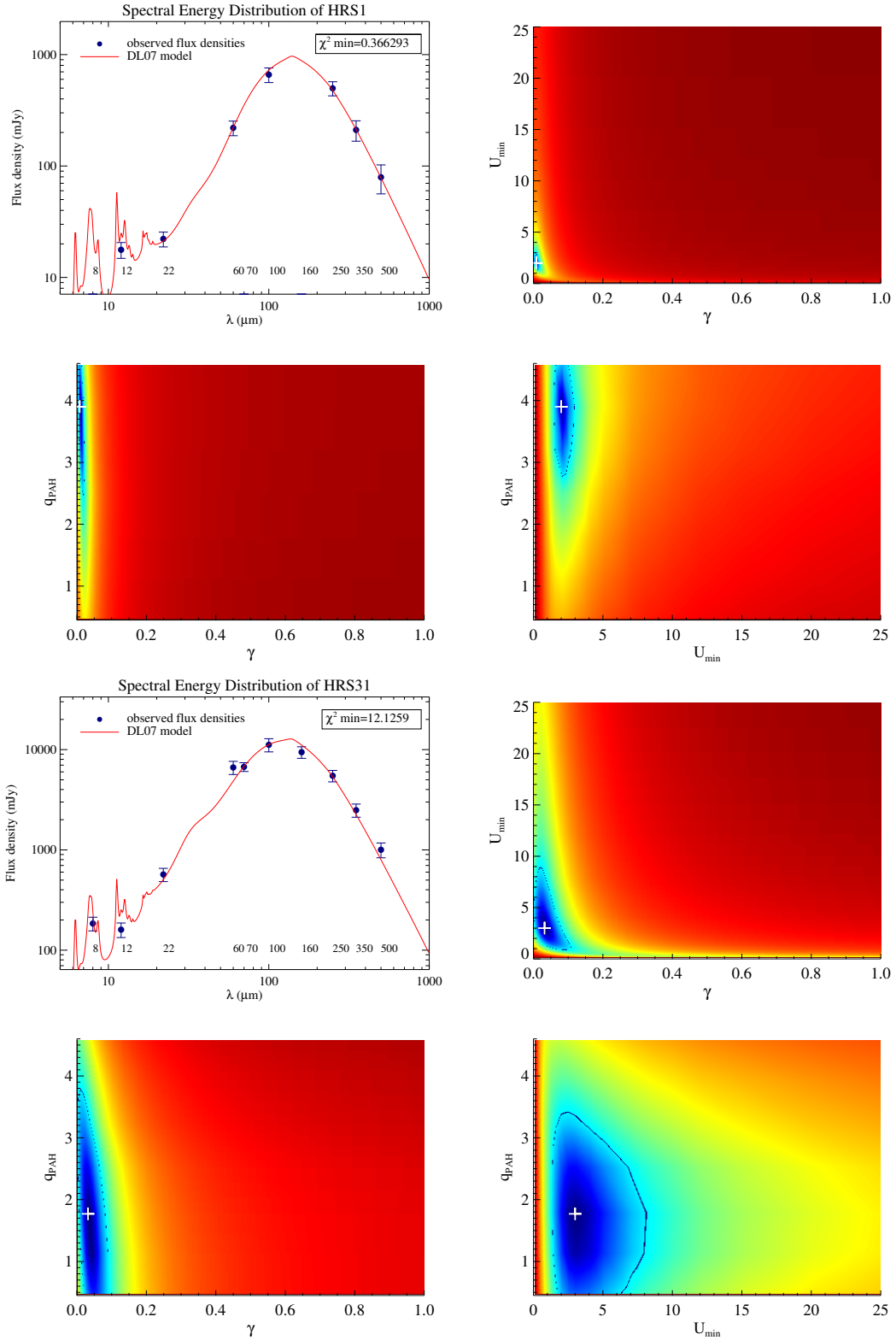


FIGURE 7.8 – Fitting results of a subsample of the studied HRS galaxies : HRS 1 (CGCG 123-035) and HRS 31 (NGC 3448). For each galaxy, the upper left panel presents the best model in red with the observed data in blue. The three other panels show the distribution of the χ^2 values (blue for low values, red for high values) in function of the different parameters. The white cross indicates the minimum χ^2 .

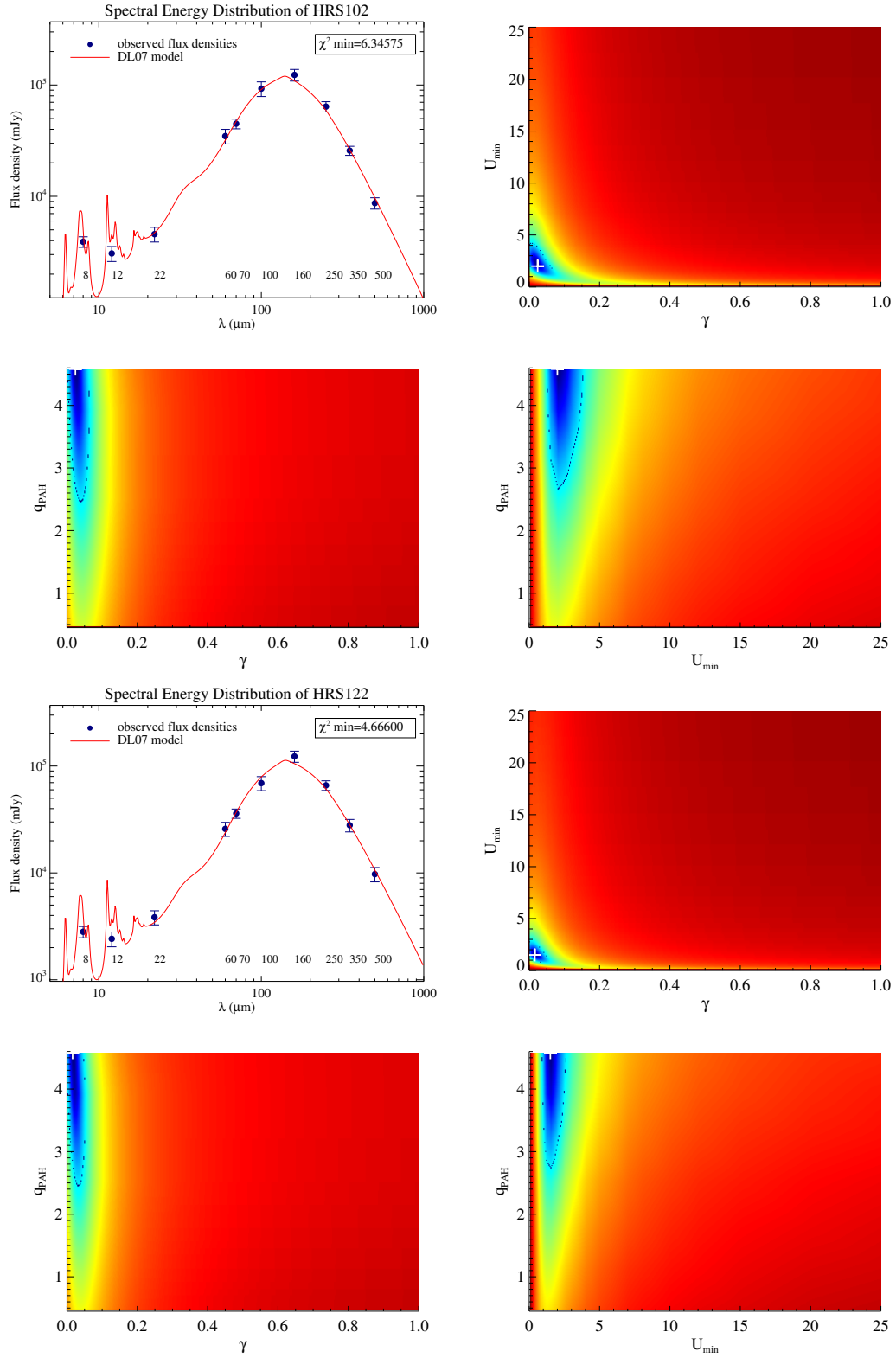


FIGURE 7.9 – - Continued - Fitting results of a subsample of the studied HRS galaxies : HRS 102 (M 99) and HRS 122 (M 100).

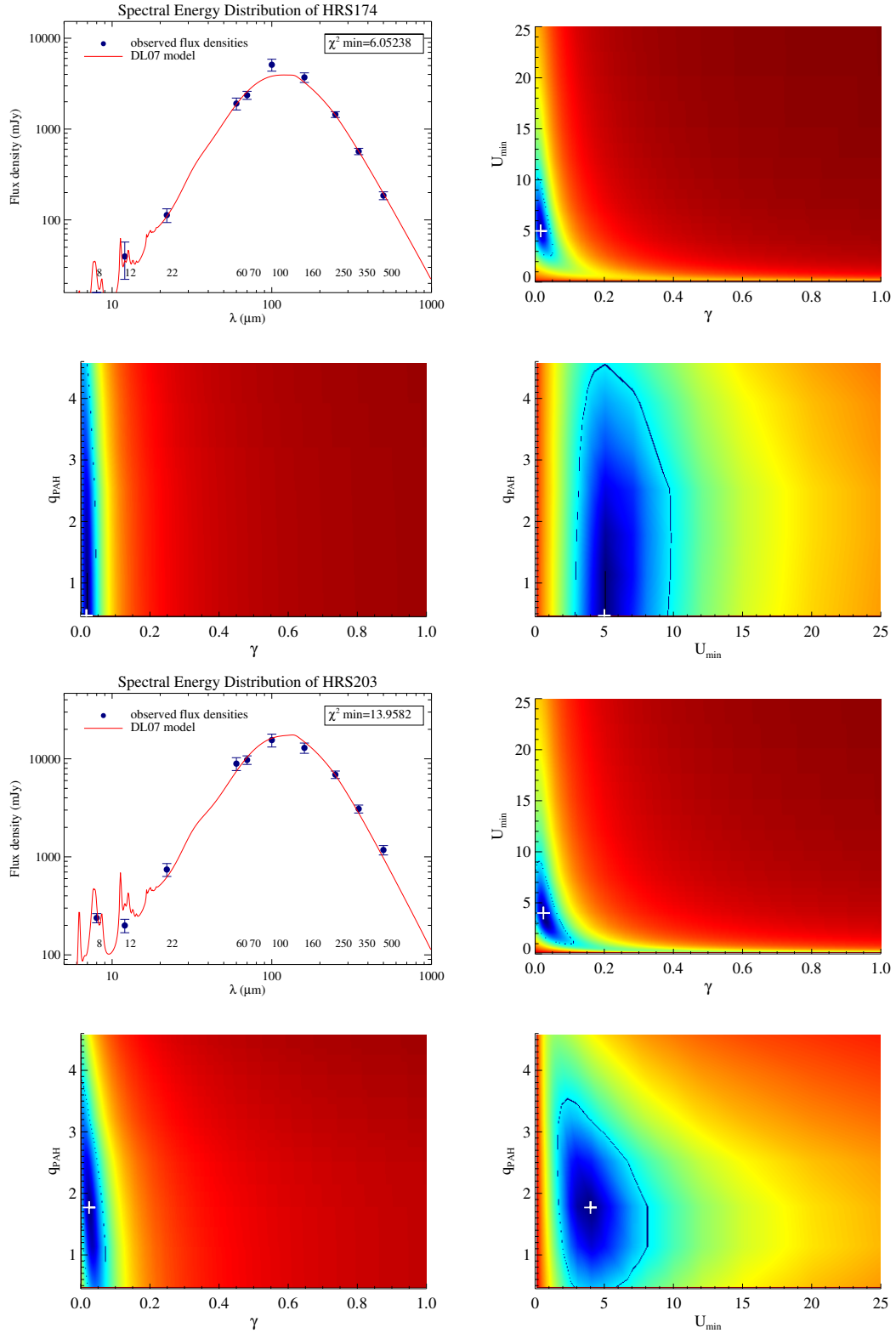


FIGURE 7.10 – - Continued - Fitting results of a subsample of the studied HRS galaxies HRS 174 (NGC 4459) and HRS 203 (NGC 4532).

We compare the outputs parameters of [Draine & Li \(2007\)](#) with the following observed quantities : the stellar mass M_* , the metallicity $12 + \log(O/H)$, the $H\alpha$ surface brightness $\Sigma(H\alpha)$, the H-band effective surface brightness $\mu_e(H)$, the Attenuation at 1539\AA $A(FUV)$, the star formation rate SFR , and the specific star formation rate $sSFR$. We only consider galaxies that are not HI deficient, to remove one free parameter from our study : the environment.

These parameters are fully described in Chapter 6. For an english description, please refer to [Boselli et al. \(2012\)](#), Annexe B.

Figure 7.11, Figure 7.12, Figure 7.13, Figure 7.14, Figure 7.15, Figure 7.16, Figure 7.17, present the resulting relations between the output and the physical parameters. These very preliminary results seem to show that some parameters are not linked at all, but others are probably correlated.

Some of these correlations were expected, such as the link between the PAH emission and the metallicity of the galaxy ([Boselli et al. 2002, 2012](#)). A strong correlation is however seen between the interstellar minimum radiation field and the H-band surface brightness (Figure 7.15), it is expected as both of these parameters are sensible to the diffuse interstellar radiation field produced by old stars. However, it seems that U_{min} is linked to the $H\alpha$ surface brightness. These very recent results need to be deeply analyzed and understood and will be presented in Ciesla et al. 2013, in preparation.

These very preliminary results are promising and their analysis is the next step of my work. [Boselli et al. \(2012\)](#) showed that the far infrared colours, and thus the SED, vary with the intensity of the interstellar radiation field and the metallicity, two parameters that evolve with the cosmic time. I will compare their results with the conclusions of my work, and derive then templates that will be calibrated on all the infrared and submillimeter domains and will be useful for high redshift study for the derivation of physical parameters.

The comparison with infrared libraries allowed me to derive infrared luminosities from [Dale & Helou \(2002\)](#) templates. I compare these L_{IR} with those derived from [Draine & Li \(2007\)](#) (Figure 7.18). When all the data are available, there is a very good agreement between the L_{IR} obtained with [Dale & Helou \(2002\)](#) and [Draine & Li \(2007\)](#). Without any $8\text{ }\mu\text{m}$ data, there is still a very good relation even if more dispersed. However, if no data is available between WISE ($22\text{ }\mu\text{m}$) and SPIRE ($250\text{ }\mu\text{m}$), then there is a bigger dispersion between the points, and the L_{IR} disagree. It is expected as the important range to estimate a L_{IR} is the far-infrared, with no data to constraint the dust emission pic, it is difficult to have a good estimation of the L_{IR} . Unfortunately, this lack of data is found in some HRS galaxies.

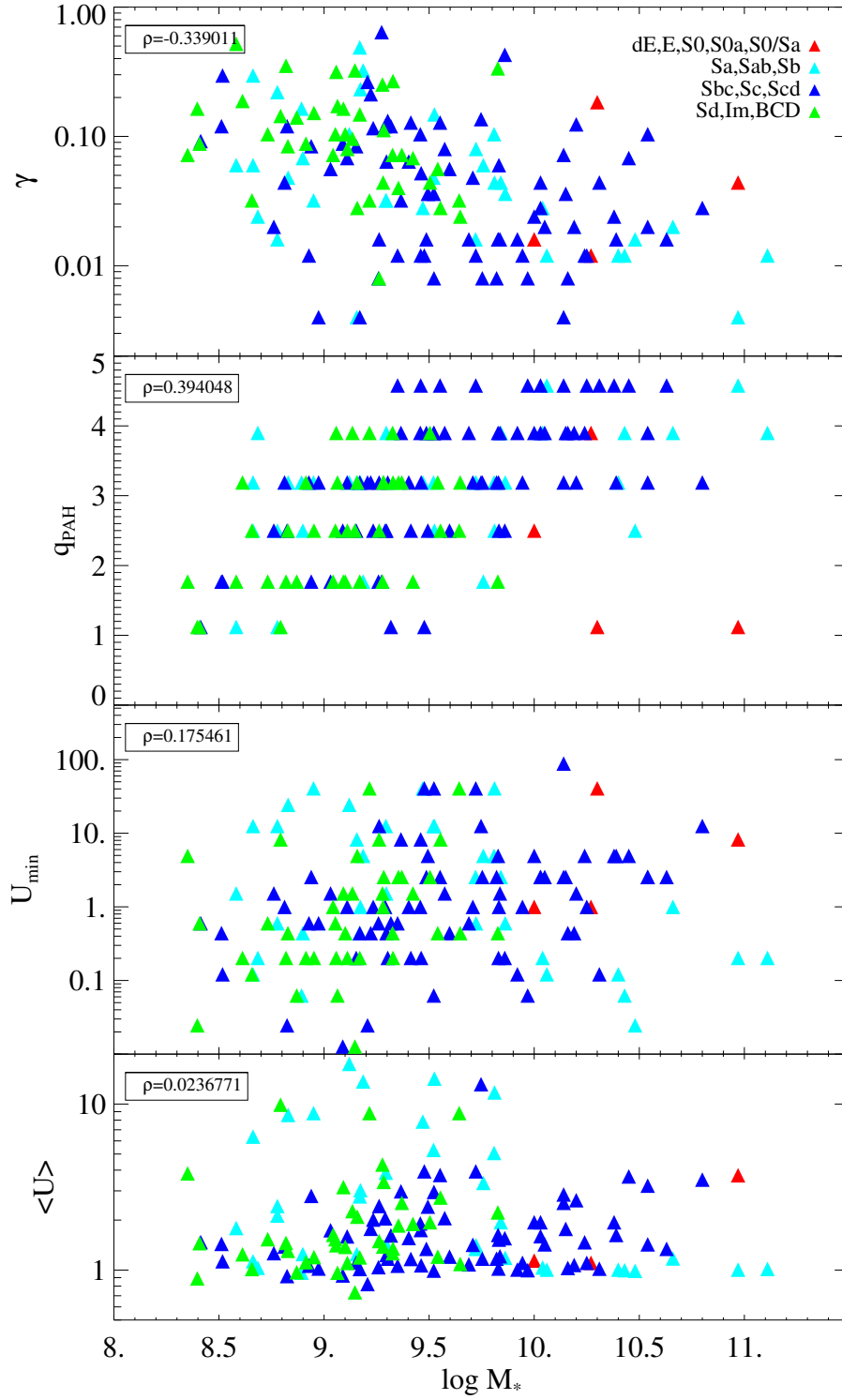


FIGURE 7.11 – Output parameters of [Draine & Li \(2007\)](#) models versus the stellar mass. Galaxies are colour coded according their morphological type. The Spearman coefficient ρ is indicated.

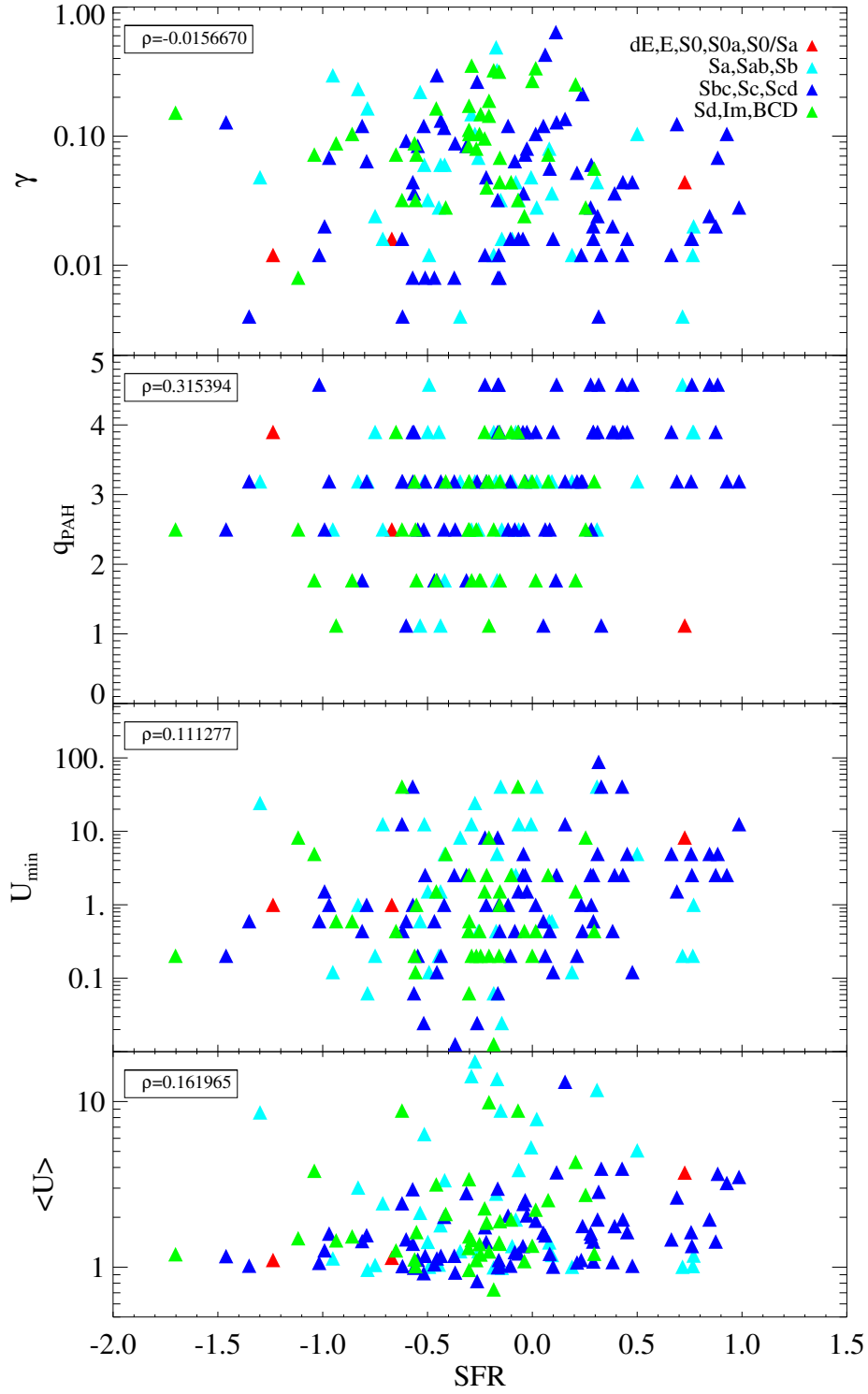


FIGURE 7.12 – Output parameters of Draine & Li (2007) models versus the star formation rate. Galaxies are colour coded according their morphological type. The Spearman coefficient ρ is indicated.

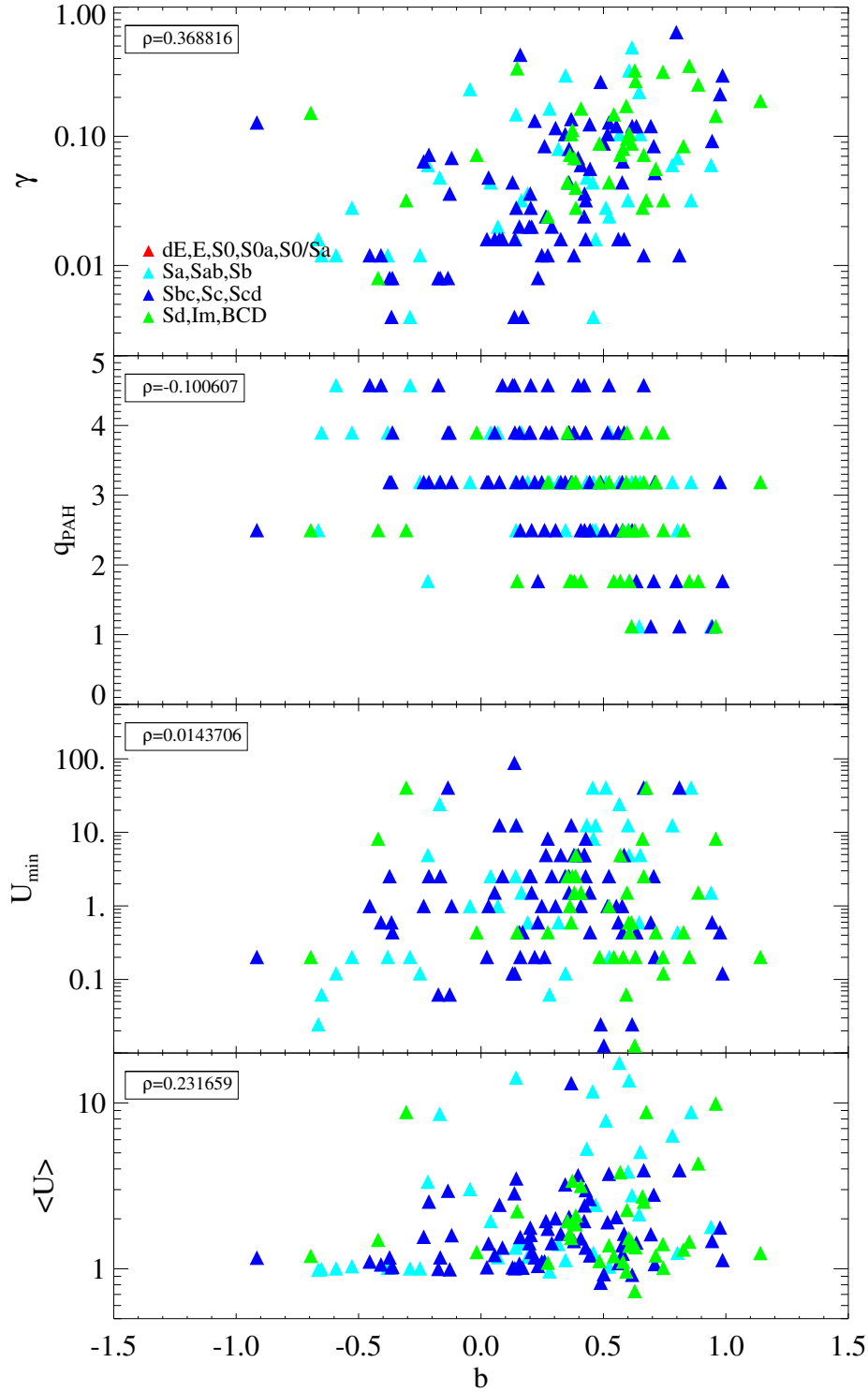


FIGURE 7.13 – Output parameters of Draine & Li (2007) models versus the birthrate parameter (specific star formation rate). Galaxies are colour coded according their morphological type. The Spearman coefficient ρ is indicated.

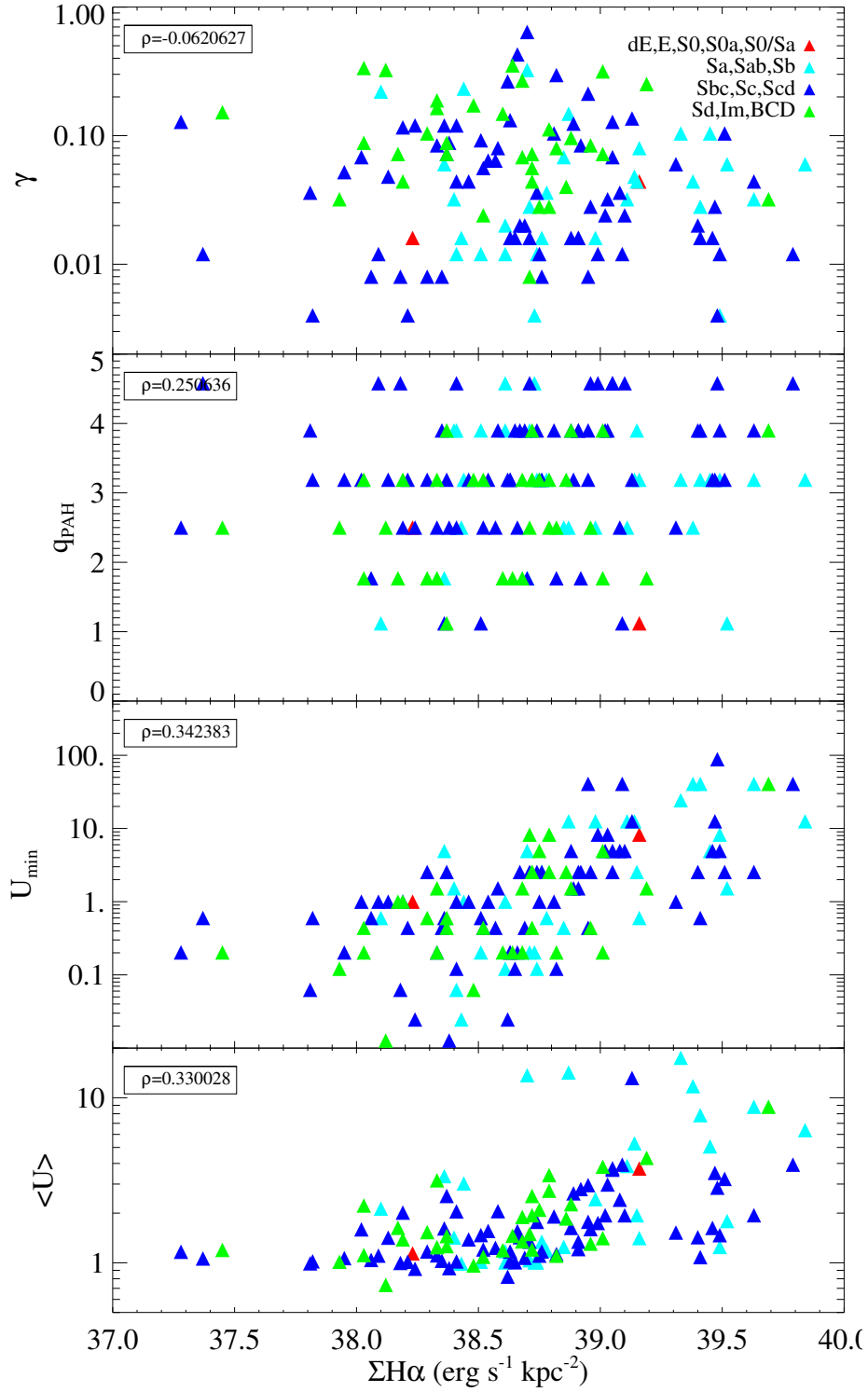


FIGURE 7.14 – Output parameters of Draine & Li (2007) models versus the H α surface brightness. Galaxies are colour coded according their morphological type. The Spearman coefficient ρ is indicated.

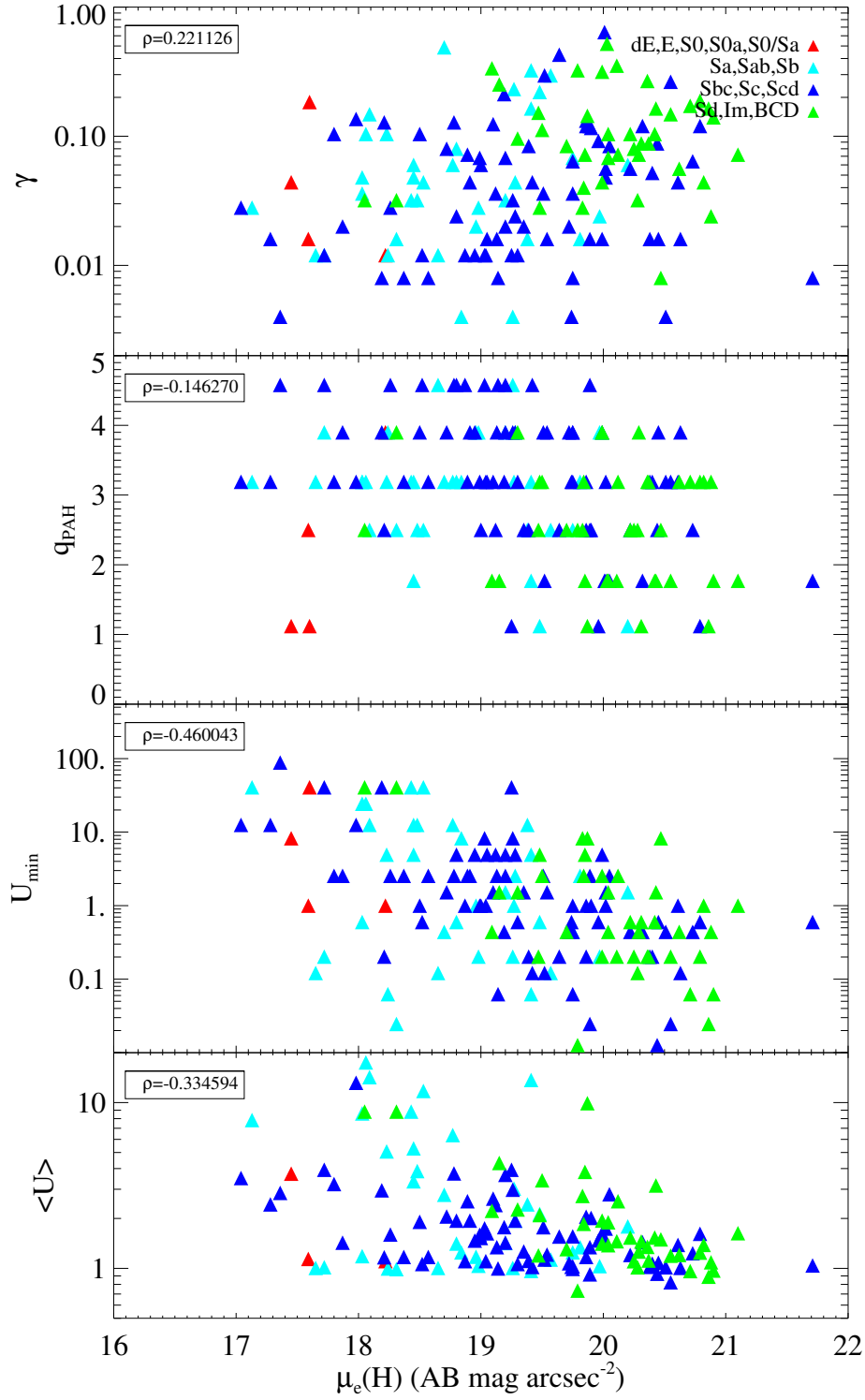


FIGURE 7.15 – Output parameters of Draine & Li (2007) models versus the H-band surface brightness. Galaxies are colour coded according their morphological type. The Spearman coefficient ρ is indicated.

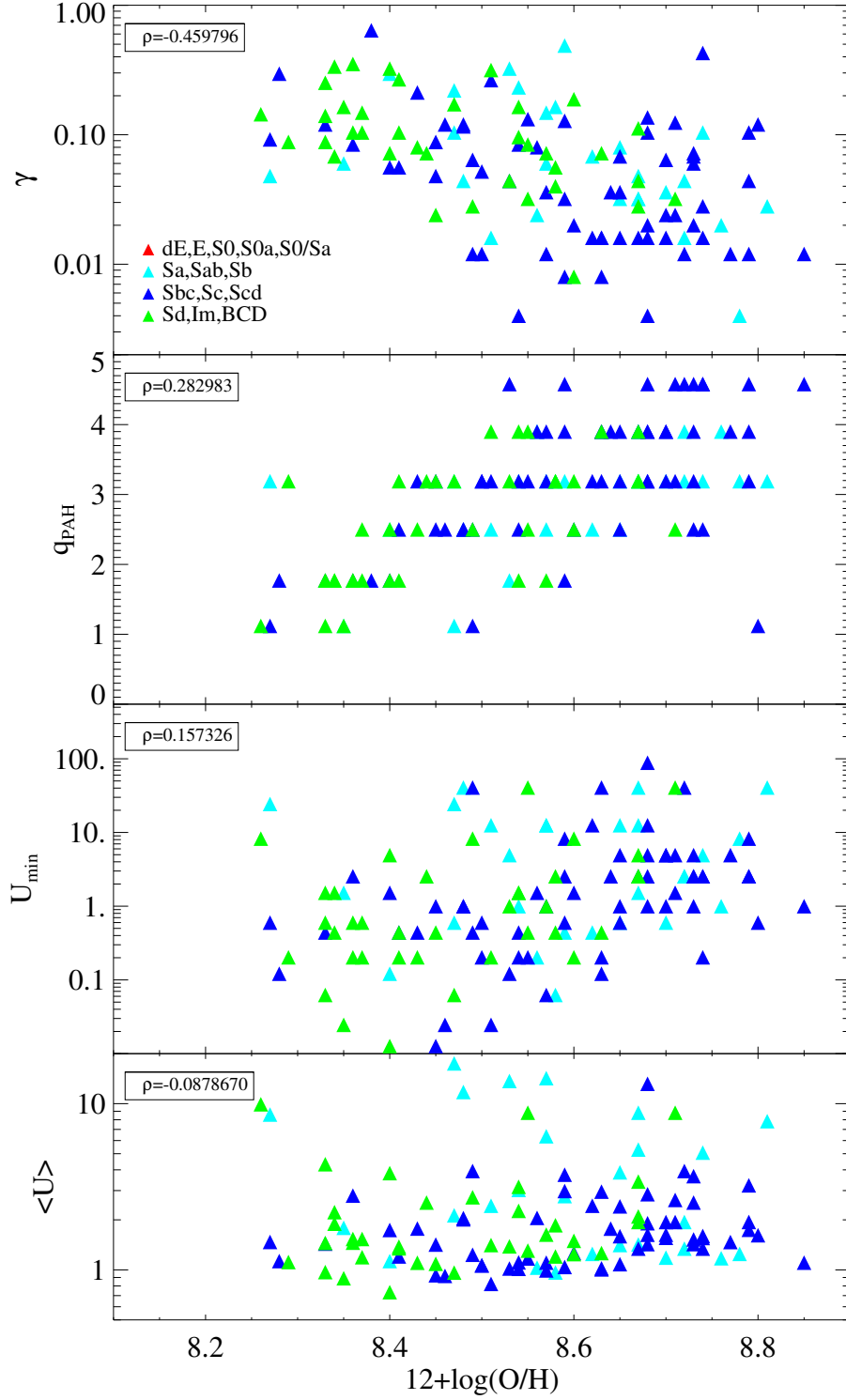


FIGURE 7.16 – Output parameters of Draine & Li (2007) models versus metallicity. Galaxies are colour coded according their morphological type. The Spearman coefficient ρ is indicated.

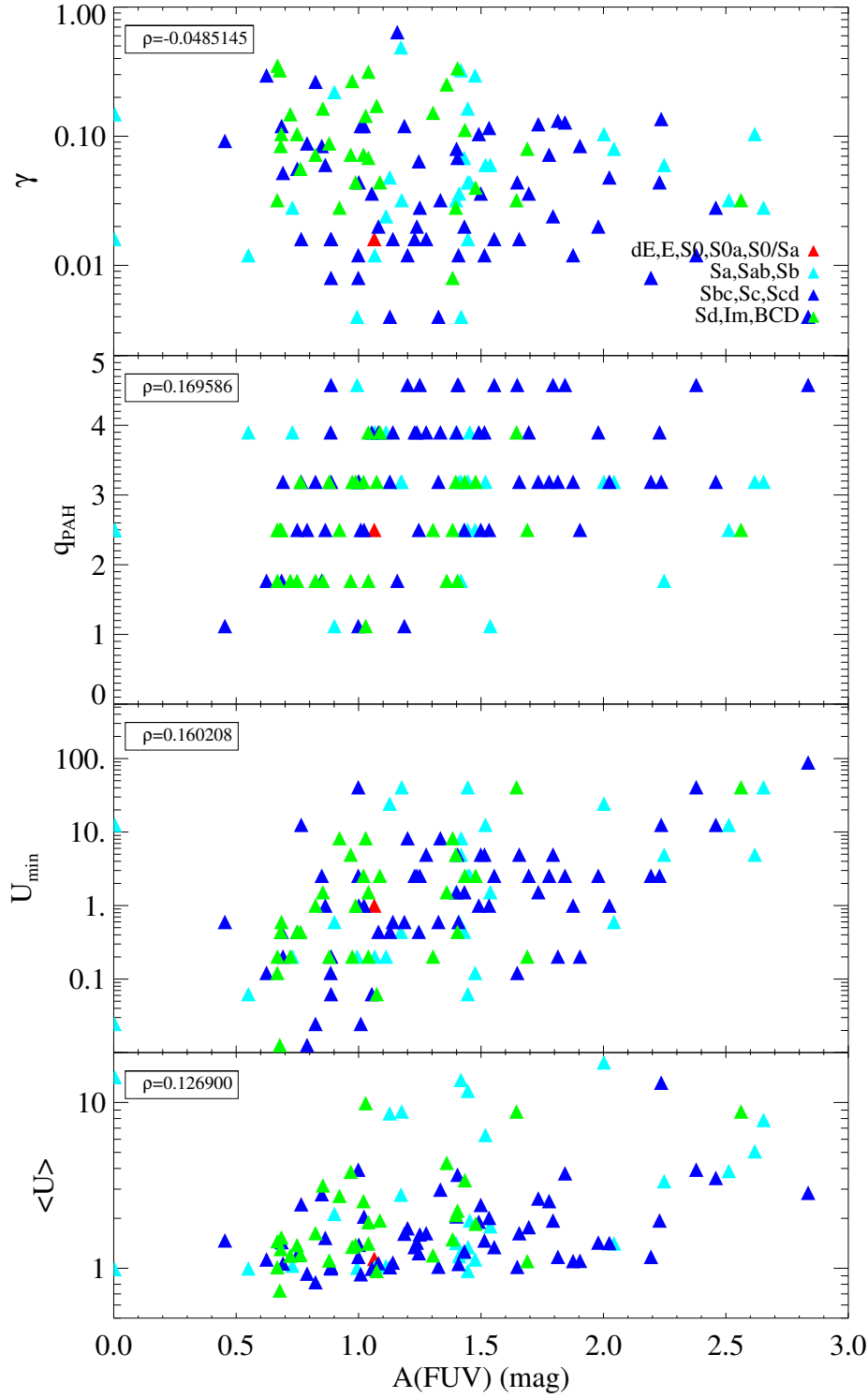


FIGURE 7.17 – Output parameters of Draine & Li (2007) models versus the far-ultraviolet attenuation. Galaxies are colour coded according their morphological type. The Spearman coefficient ρ is indicated.

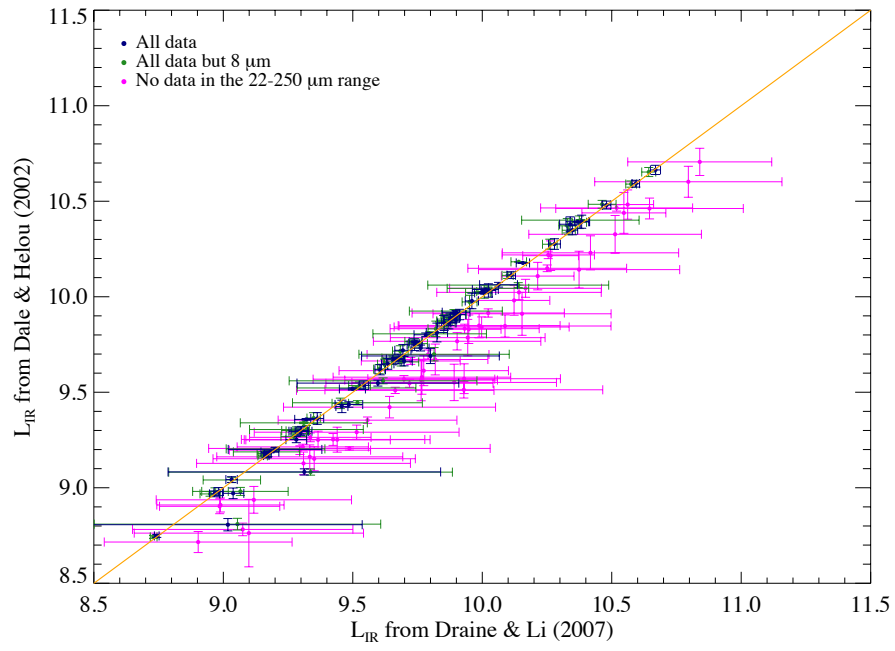


FIGURE 7.18 – L_{IR} calculated by CIGALE using Dale & Helou (2002) templates versus L_{IR} calculated using Draine & Li (2007) models for HRS galaxies with all the photometric data (blue filled dots). In green, the same but without using the 8 μ m data for the fit, and in magenta, with only WISE and SPIRE data. The orange line is the one to one relationship.

TABLE 7.1 – Stellar contribution in near- and mid-infrared bands for early-type galaxies (ETG) and late-type galaxies (LTG).

	Band	λ (μm)	Normalisation			
			to 1.2 μm (J)	to 1.6 μm (H)	to 2.2 μm (K)	to 3.6 μm (IRAC 1)
ETG	J	1.2	1.	-	-	-
	H	1.6	$1.177^{+0.003}_{-0.004}$	1.	-	-
	K	2.2	$0.858^{+0.002}_{-0.005}$	$0.728^{+0.0}_{-0.007}$	1.	-
	IRAC1	3.6	$0.414^{+0.007}_{-0.036}$	$0.352^{+0.005}_{-0.029}$	$0.483^{+0.007}_{-0.044}$	1.
	IRAC2	4.5	$0.247^{+0.005}_{-0.023}$	$0.210^{+0.004}_{-0.018}$	$0.288^{+0.005}_{-0.028}$	$0.596^{+0.002}_{-0.004}$
	IRAC3	5.8	$0.167^{+0.004}_{-0.016}$	$0.142^{+0.003}_{-0.013}$	$0.194^{+0.004}_{-0.019}$	$0.402^{+0.001}_{-0.003}$
	IRAC4	8	$0.103^{+0.002}_{-0.010}$	$0.088^{+0.002}_{-0.008}$	$0.120^{+0.002}_{-0.012}$	$0.249^{+0.001}_{-0.002}$
	WISE3	12	$0.083^{+0.002}_{-0.008}$	$0.071^{+0.001}_{-0.006}$	$0.097^{+0.002}_{-0.010}$	$0.201^{+0.001}_{-0.002}$
	WISE4	22	$0.018^{+0.0004}_{-0.002}$	$0.015^{+0.0003}_{-0.001}$	$0.021^{+0.0004}_{-0.002}$	$0.044^{+0.0002}_{-0.001}$
	MIPS1	24	$0.019^{+0.0004}_{-0.002}$	$0.016^{+0.0003}_{-0.002}$	$0.022^{+0.0005}_{-0.002}$	$0.046^{+0.0002}_{-0.001}$
	IRAS	60	$0.004^{+0.0001}_{-0.0004}$	$0.003^{+0.0001}_{-0.0003}$	$0.004^{+0.0001}_{-0.0005}$	$0.009^{+0.00006}_{-0.0001}$
LTG	J	1.2	1.	-	-	-
	H	1.6	$1.171^{+0.001}_{-0.001}$	1.	-	-
	K	2.2	$0.875^{+0.009}_{-0.005}$	$0.747^{+0.008}_{-0.004}$	1.	-
	IRAC1	3.6	$0.333^{+0.032}_{-0.016}$	$0.284^{+0.027}_{-0.014}$	$0.380^{+0.041}_{-0.020}$	1.
	IRAC2	4.5	$0.196^{+0.020}_{-0.010}$	$0.167^{+0.017}_{-0.008}$	$0.224^{+0.025}_{-0.012}$	$0.589^{+0.002}_{-0.001}$
	IRAC3	5.8	$0.132^{+0.013}_{-0.007}$	$0.113^{+0.011}_{-0.006}$	$0.151^{+0.017}_{-0.008}$	$0.396^{+0.002}_{-0.001}$
	IRAC4	8	$0.081^{+0.008}_{-0.004}$	$0.070^{+0.007}_{-0.004}$	$0.093^{+0.011}_{-0.005}$	$0.244^{+0.002}_{-0.001}$
	WISE3	12	$0.066^{+0.007}_{-0.003}$	$0.056^{+0.006}_{-0.003}$	$0.075^{+0.009}_{-0.004}$	$0.197^{+0.002}_{-0.001}$
	WISE4	22	$0.014^{+0.002}_{-0.001}$	$0.012^{+0.001}_{-0.001}$	$0.016^{+0.002}_{-0.001}$	$0.043^{+0.001}_{-0.0003}$
	MIPS1	24	$0.015^{+0.002}_{-0.001}$	$0.013^{+0.001}_{-0.001}$	$0.017^{+0.002}_{-0.001}$	$0.044^{+0.0005}_{-0.0003}$
	IRAS	60	$0.003^{+0.0003}_{-0.0002}$	$0.002^{+0.0003}_{-0.0001}$	$0.003^{+0.0004}_{-0.0002}$	$0.009^{+0.0001}_{-0.00006}$

Conclusions et perspectives

Ma thèse s'est déroulée à un moment très excitant de l'astronomie : le lancement du télescope *Herschel* et l'ouverture d'une nouvelle fenêtre dans le domaine submillimétrique à des résolutions jamais atteintes dans ce domaine. J'ai ainsi pu profiter du dynamisme d'une collaboration internationale dès mon arrivée et y avoir directement un rôle central : la charge de construire le catalogue photométrique du *Herschel* Reference Survey. Il est en effet très stimulant de travailler sur des données nouvelles, et de réfléchir à la meilleure façon de les exploiter. C'est dans cette optique que j'ai passé les deux premières années de ma thèse à caractériser ces images SPIRE, afin d'en effectuer la photométrie la plus précise possible et d'estimer les erreurs associées en prenant en compte toutes les particularités associées à ces images. Ce travail s'est conclu sur la publication de l'article [Ciesla et al. \(2012\)](#) dans lequel nous nous sommes attachés à être le plus précis et complet possible. Il s'agit d'une étude de référence pour la photométrie de sources étendues en infrarouge. Il était en effet très important d'effectuer la photométrie la plus précise possible et d'estimer au mieux les erreurs en prenant toutes les sources de bruit en compte car ces données servent maintenant à déduire des paramètres physiques tels que la température de la poussière, la masse de la poussière, etc. Ces relations doivent être contraintes au maximum et doivent donc se baser sur des données fiables. Mon travail de photométrie a permis l'étude des couleurs infrarouges comparées aux paramètres physiques régissant le MIS ([Boselli et al. 2012](#)). Ainsi, il a été montré, entre autre, que les couleurs infrarouges corrélaient entre elles, et une très bonne relation est trouvée entre les couleurs sensibles à la poussière froide (S250/S350 et S250/S500) et la brillance de surface du flux ionisant et non ionisant ($H\alpha$ et bande H), ainsi qu'avec l'atténuation $A(FUV)$. L'interprétation des relations présentées dans ce travail reste phénoménologique et il est nécessaire d'effectuer des comparaisons précises avec des modèles d'émission de la poussière afin de comprendre pleinement les propriétés de la poussière froide dominant l'émission des galaxies en infrarouge.

J'ai donc effectué la photométrie WISE et *Spitzer*/IRAC des galaxies du HRS (Ciesla et al., en préparation) afin de compléter les données photométriques complémentaires permettant de construire les SED des galaxies du HRS de l'ultraviolet au radio. En plus de ces données photométriques, nous avons des paramètres physiques caractérisant toutes les composantes du MIS : les étoiles jeunes (ultraviolet et $H\alpha$), les étoiles vieilles (proche infrarouge), les métaux (métallicité), la poussière (atténuation), le gaz (contenu HI), et la formation stellaire (taux de formation stellaire, et taux de formation stellaire spécifique), etc. HRS constitue donc un échantillon de 323 galaxies sélectionnées en masse stellaire, dont les observations couvrent tout le spectre électromagnétique, dont les paramètres

physiques permettent de caractériser toutes les composantes du MIS, et dont la distance proche permet une étude résolue de ces propriétés.

Afin d'exploiter cette large couverture du spectre, l'étape suivante de ma thèse a été d'exploiter les propriétés de ces galaxies dans leur globalité grâce à l'étude de leur SED. Pour commencer, j'ai cherché à comparer l'habilité des modèles et *templates* les plus utilisés dans la littérature à reproduire les données infrarouges, notamment les nouvelles données submillimétriques. J'ai pu de ce fait constater que la luminosité infrarouge estimée par ajustement de ces bibliothèques dépend peu du modèle ou du *template* utilisé. Afin d'étudier seulement l'émission de la poussière, j'ai estimé l'émission stellaire dans les bandes de l'infrarouge moyen, à partir de modèles de populations stellaires et du code CIGALE, et en considérant une histoire de formation stellaire pour les galaxies de type précoce, et une autre pour les galaxies de type tardif. J'ai ensuite ajusté les modèles de poussière de [Draine & Li \(2007\)](#) sur les galaxies individuelles du HRS. Les résultats directs de ces ajustements de SED nous permettront de donner les paramètres de référence à $z=0$ des propriétés du MIS pour des études à plus haut redshift (par exemple, [Magdis et al. 2012](#)). Ces résultats, fournis par les modèles de [Draine & Li \(2007\)](#), sont comparés aux paramètres physiques décrivant le MIS utilisés préalablement par [Boselli et al. \(2012\)](#). Combinés aux propriétés observables des galaxies, des résultats très préliminaires semblent montrer des corrélations entre certains paramètres. Grâce à cette approche, nous définirons les paramètres clés caractérisant les SEDs et nous produirons des *templates* afin de mettre à jour, grâce aux nouvelles données, ceux déjà utilisés dans la littérature ([Ciesla et al. 2013](#), en préparation).

Les galaxies de type normal telles que je les ai étudiées durant ma thèse, sont de faible luminosité. A hauts redshifts, seules les galaxies lumineuses et ultra-lumineuses peuvent être détectées avec *Herschel* et ne représentent donc pas la totalité de l'Univers baryonique observé à des époques plus lointaines. On a donc besoin de nouveaux télescopes tels que le *James Webb Space Telescope* (lancement prévu en 2018) et SPICA ayant une sensibilité telle que l'on pourra observer ces galaxies "normales" à haut redshift et comparer leurs caractéristiques avec celles du HRS.

L'approche de caractérisation de galaxies normales en infrarouge par la méthode d'ajustement de SED, que j'ai utilisée pour mon travail de thèse, me sera indispensable pour mon travail de post-doctorat. J'appliquerai ces méthodes pour étudier les noyaux actifs de galaxies (AGN) dont une partie de l'émission, due à la poussière entourant le trou noir et fortement chauffée par la matière s'accrétant autour de lui, se fait en infrarouge moyen. Ma connaissance des galaxies sans AGN, à l'émission infrarouge non contaminée, me permettra de mettre en évidence l'émission de cette poussière chaude se trouvant à proximité du trou noir grâce au code CIGALE en y ajoutant de modèles de poussières chauffées par des AGNs.

ANNEXE A

Une galaxie lointaine dans le champ d'HRS 206-IC 3625

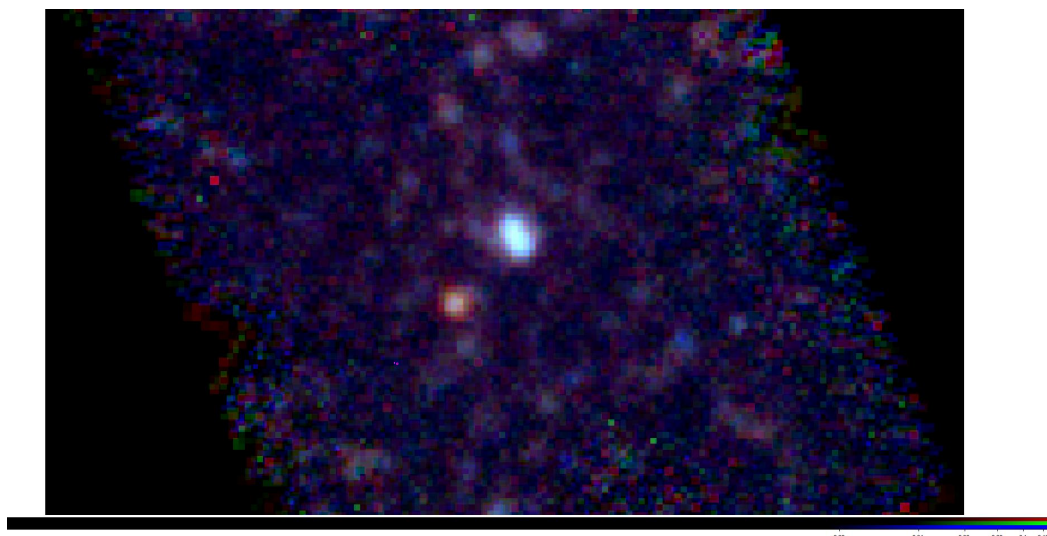


FIGURE A.1 – Image RGB de la source inconnue (galaxie rouge) dans le champ de HRS 206-IC 3625 (galaxie bleue), composée des trois bandes SPIRE : 250 μm : bleue, 350 μm : vert et 500 μm : rouge. La source se trouve aux coordonnées RA : 188.6868, Dec : 7.1357.

Sommaire

A.1	Extraction des flux et construction de la SED.	139
A.1.1	Infrarouge lointain et submillimétrique	139
A.1.2	Infrarouge moyen	139
A.1.3	Optique	141
A.1.4	Ultra-violet, proche infrarouge et radio	141
A.1.5	Distribution spectrale d'énergie	141
A.2	Redshift photométrique	141
A.3	Discussion	144

En inspectant les images SPIRE une à une pour adapter les ouvertures servant à l'extraction des flux HRS, j'ai remarqué une galaxie dans le champ de HRS 206 dont l'émission semblait plus importante à 500 μm qu'à 250 μm . En appliquant une méthode de photométrie d'ouverture, j'ai déterminé ses densités de flux à 250, 350 et 500 μm : 115.0 mJy, 126.6 mJy et 102.6 mJy respectivement. Le pique d'émission de la poussière de cette source se trouverait donc autour de 350 μm . Pour des galaxies proches, comme celle de HRS, les densités de flux décroissent avec la longueur d'onde dans les bandes observées par SPIRE. Une émission infrarouge maximale autour de 350 μm est caractéristique d'une source à haut redshift.

Les coordonnées de cette source sont RA : 188.6868, Dec : 7.1357053 (J2000), Figure A.1. Afin de construire la SED de cet objet, j'ai rassemblé un maximum de données

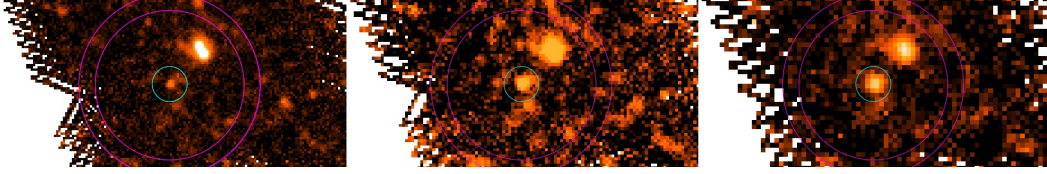


FIGURE A.2 – Les images *Herschel* /SPIRE à 250 (gauche), 350 (milieu) et 500 μm (droite) de *Herschel*188.6868+7.1357053. Les cercles cyan correspondent à l’ouverture où les flux ont été extraits, et l’anneau magenta correspond à la région où l’émission du fond du ciel a été estimée.

multi-longueurs d’onde de l’ultra-violet au radio et effectué la photométrie à partir des images trouvées. Grâce à la SED construite, Denis Burgarella et moi avons utilisé CIGALE afin de déterminer une estimation du redshift photométrique de la source.

A.1 Extraction des flux et construction de la SED.

A.1.1 Infrarouge lointain et submillimétrique

Afin d’obtenir rapidement une première estimation des densités de flux submillimétriques de la galaxie, j’ai appliqué une photométrie d’ouverture. Les flux SPIRE de la source ont été extraits dans une région circulaire de rayon égal à 45". L’émission du fond du ciel a été estimée dans une région annulaire de rayon intérieure égal à 200" et de largeur égale à 40", voir Figure A.2. Les flux obtenus sont 115.0, 126.6 et 102.6 mJy à 250, 350 et 500 μm respectivement, montrant que le maximum d’émission de la source se situe autour de 350 μm .

HRS 206 fait partie des galaxies HRS appartenant à l’amas de la Vierge, et est donc en partie observées par le programme HeViCS. J’ai pu me procurer une partie des images HeViCS, prises par PACS à 100 et 160 μm , centrée sur HRS 206. Malheureusement, la sensibilité de PACS ne permet pas de détecter la source, voir Figure A.3. Cependant il est possible d’en déduire deux limites supérieures aux flux de l’objet à ces longueurs d’ondes. En appliquant la même méthode que pour les galaxies HRS, décrites dans le Chapitre 5, j’ai déduit des limites supérieures égales à 107 mJy et 187 mJy à 100 et 160 μm respectivement.

A.1.2 Infrarouge moyen

Deux images IRAC à 3.6 and 4.5 μm étaient disponibles dans les archives du *Spitzer* Science Archive. Sur les deux images, il y a une détection aux coordonnées de la source inconnue dont j’ai pu extraire les densités de flux par photométrie d’ouverture : 0.353 mJy à 3.6 μm et 0.487 à 4.5 μm . Cependant, en inspectant attentivement la détection, on remarque que soit la source inconnue est très étendue, soit deux sources distinctes contribuent à l’émission mesurée.

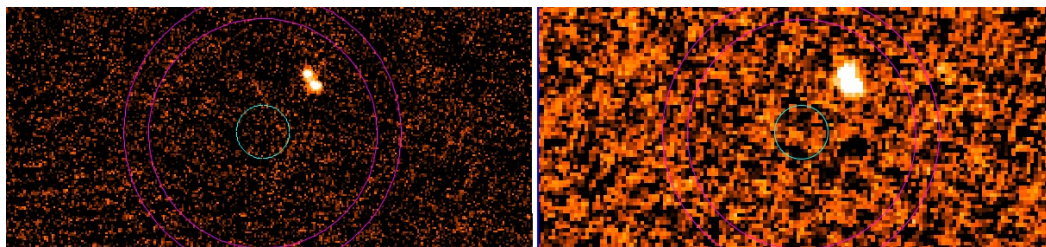


FIGURE A.3 – A gauche, l'image *Herschel* /PACS à $100\ \mu\text{m}$, à droite, l'image *Herschel* /PACS à $160\ \mu\text{m}$, la galaxie inconnue n'est pas détectée. Les cercles correspondent aux ouvertures utilisées pour extraire les flux SPIRE.

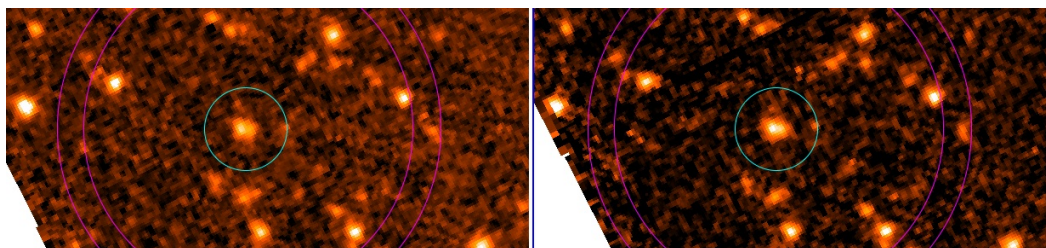


FIGURE A.4 – A gauche, l'image IRAC à $3.6\ \mu\text{m}$ et à droite l'image à $4.5\ \mu\text{m}$. Les cercles correspondent aux ouvertures utilisées pour la photométrie. La source est bien détectée, mais l'émission semble être due à deux objets.

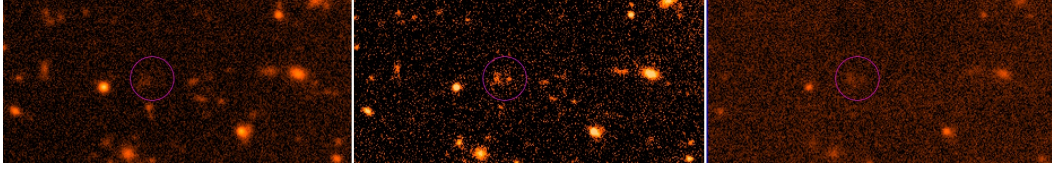


FIGURE A.5 – De gauche à droite, les images g , i et z du programme NGVS. Les cercles magenta correspondent au contour de l’émission en infrarouge moyen. On peut distinguer deux sources distinctes à l’intérieur de cette région.

A.1.3 Optique

Grâce à Alessandro Boselli, j’ai eu accès aux images g , i , z prises par le *CFHT* dans le cadre du programme Next Generation Virgo cluster Survey (NGVS, PI : L. Ferrarese, [Ferrarese et al. 2012](#)). La source inconnue est détectée dans les trois bandes, et comme en infrarouge moyen, deux sources semblent contribuer à l’émission. Les densités de flux mesurées par photométrie d’ouverture sont 0.35, 3 et 2 μJy dans les bandes g , i et z respectivement.

A.1.4 Ultra-violet, proche infrarouge et radio

Dans les domaines ultra-violet (*Galex*), proche infrarouge (UKIDSS) et radio (20cm), la source n’est pas détectée. Des limites supérieures en ultra-violet et en proche infrarouge ne donneront pas de contraintes fortes pour l’ajustement de SED. Cependant, la non-détection en radio à 20 cm nous apprend que la source inconnue n’est pas une galaxie radio dont la partie submillimétrique serait dominée par l’émission synchrotron comme c’est le cas pour M 87 ([Boselli et al. 2010b](#); [Baes et al. 2010](#)).

A.1.5 Distribution spectrale d’énergie

Grâce aux données rassemblées pour cet objet, j’ai pu reconstruire sa Distribution Spectrale d’Energie (SED, Figure [A.6](#)).

A.2 Redshift photométrique

Dans le cadre du programme *Herschel* Multi-tiered Extragalactic Survey (HerMES, PI : S. Oliver, [HerMES Collaboration et al. 2012](#)), à partir de données *Herschel* /PACS et *Herschel* /SPIRE, [Amblard et al. \(2010\)](#) a construit un diagramme utilisant les couleurs infrarouge lointain et submillimétrique permettant une première estimation du redshift d’une galaxies à partir de ses densités de flux dans les bandes *Herschel* (Figure [A.7](#)). Ces diagrammes nous permettent d’estimer le redshift de la source inconnue comme étant compris entre 1.8 et 3.0. Afin d’obtenir une estimation plus précise du redshift de la source, nous utilisons le programme CIGALE. Ce redshift est une estimation de la distance d’une galaxie en utilisant uniquement des bandes photométriques large à la place de la spectroscopie. La

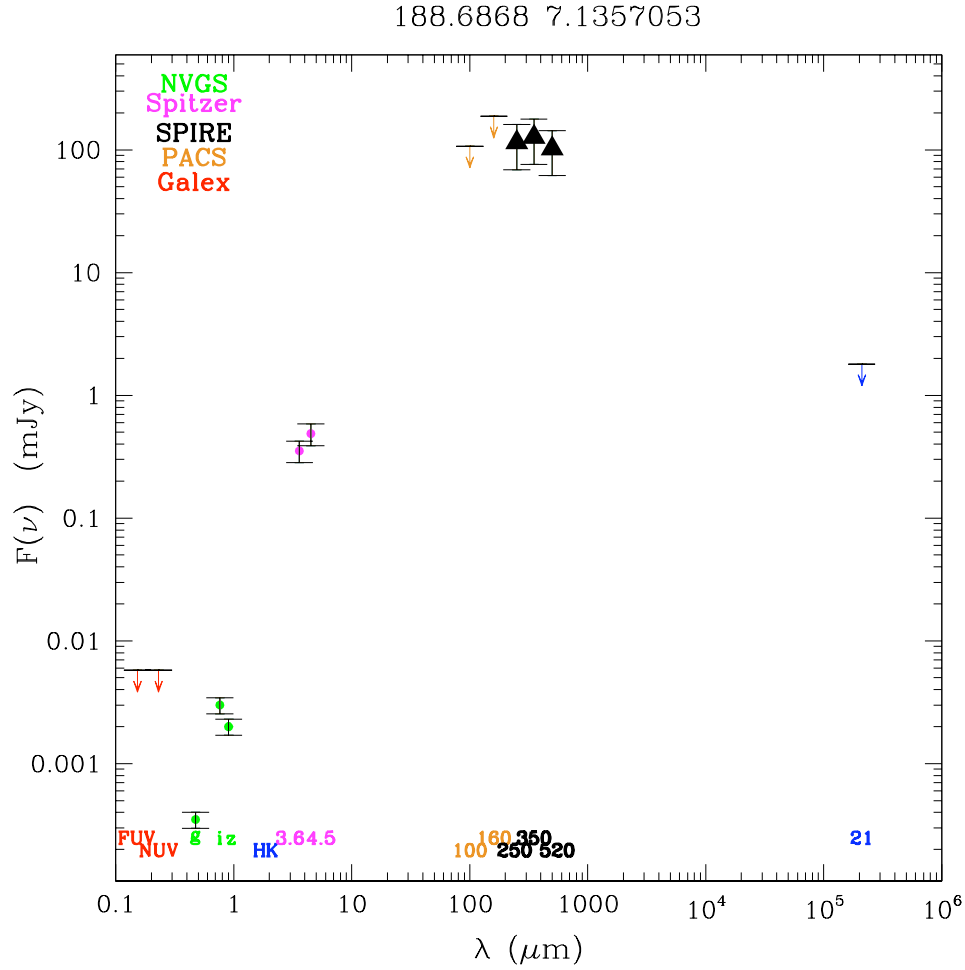


FIGURE A.6 – SED de la source inconnue. Les couleurs indiquent le type de données, les points sont pour les détections et les flèches pour les limites supérieurs.

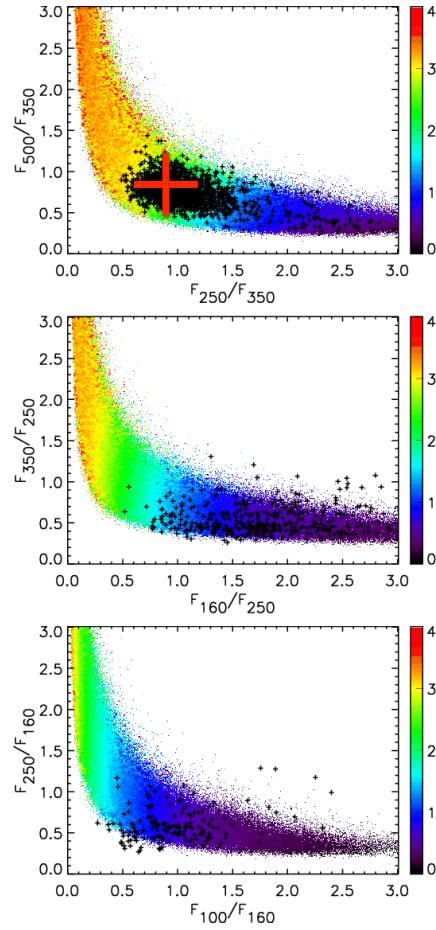


FIGURE A.7 – Diagrammes de couleurs infrarouge lointain et submillimétrique. Le code couleur donne une estimation du redshift d’une galaxie à partir de ses flux *Herschel* (Amblard et al. 2010). La croix rouge correspond aux rapports des densités de flux de la source inconnue.

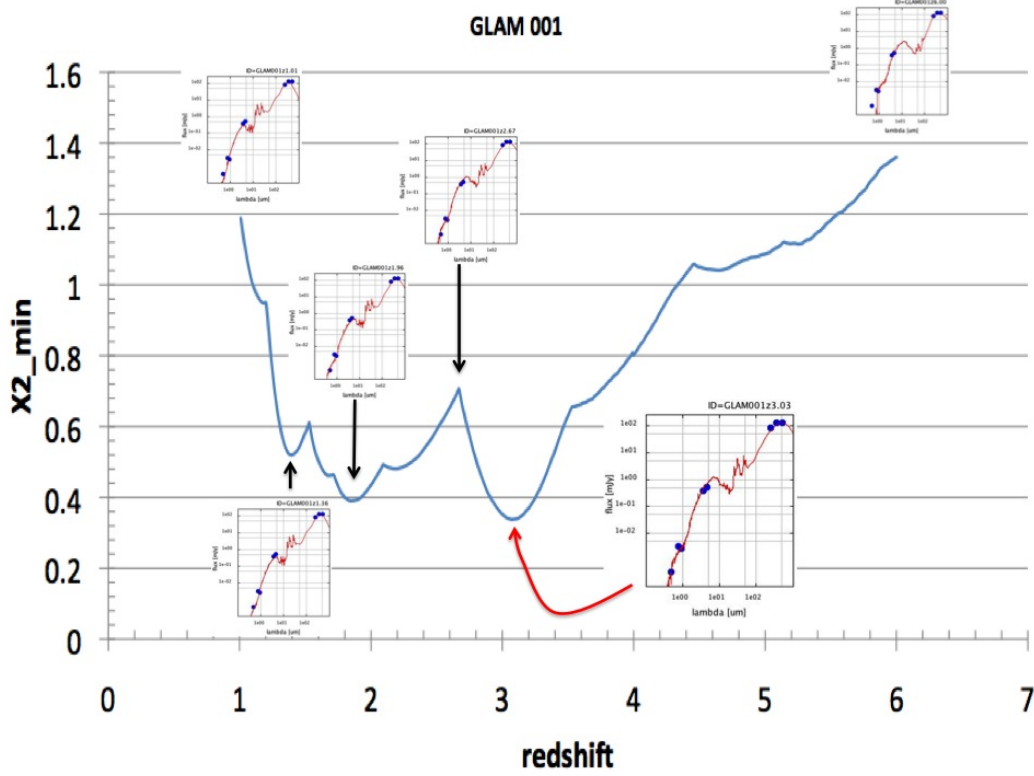


FIGURE A.8 – Ajustement de SED avec CIGALE. La courbe bleue correspond à la variation du χ^2 en fonction du redshift. Les meilleures SED sont montrées, les points bleus correspondent aux données observationnelles (g , i , z , 3.6, 4.5, 250, 350 and 500 μm) et les courbes rouges sont les meilleurs modèles pour un redshift donné.

méthode se base sur la connaissance des courbes de réponses des instruments utilisés pour produire les images, et sur l'identification de particularités spectrales connues des galaxies. L'utilisation de CIGALE pour obtenir un redshift photométrique demande une adaptation. En effet, en entrée, CIGALE a besoin de connaître le redshift de la galaxie. Ainsi, nous exécutons le programme en faisant varier ce redshift entre 1.0 et 6.0. Pour chaque pas de redshift, le code donne le modèle de SED le plus probable, ainsi que le χ^2 associé. Le redshift associé au χ^2 minimum sur l'ensemble des ajustements est le plus probable. Les résultats de CIGALE montre une dégénérescence du redshift avec un χ^2 minimum à 1.9 et 3.0, voir Figure A.8. Avec le données disponibles pour cette source, il est impossible de lever cette dégénérescence, des images PACS plus profondes sont nécessaires afin de contraindre l'ajustement dans l'infrarouge lointain.

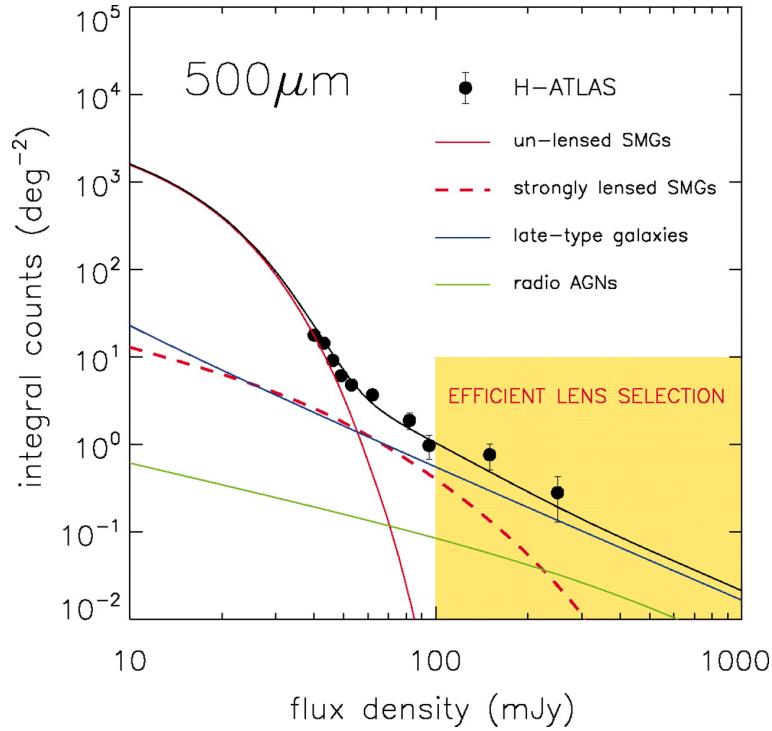


FIGURE A.9 – Figure tirée de [Negrello et al. \(2010\)](#). Sélection des lentilles gravitationnelles à $500\ \mu\text{m}$. Les comptages à $500\ \mu\text{m}$ voient la contribution de plusieurs populations : les galaxies submillimétriques à haut redshifts, les galaxies proches de types tardifs, et les galaxies radio alimentées par un AGN.

A.3 Discussion

D’après [Negrello et al. \(2010\)](#), la partie brillante de la courbe de comptage des galaxies à $500\ \mu\text{m}$ diminue fortement à partir de 20 mJy, pour tendre vers 100 mJy. Une source possédant un flux supérieur à 100 mJy dans cette bande peut-être soit une galaxie proche de type tardif, soit une galaxie radio dont l’émission submillimétrique serait dominée par le rayonnement synchrotron, soit encore une galaxie subissant un lentillage gravitationnel (voir Figure A.9).

J’ai vérifié qu’à la position de la source, aucune émission radio n’est détectée à 21 cm, supprimant donc ainsi la possibilité qu’il s’agisse d’une radio galaxie. De plus, le pique infrarouge de cette galaxie se situe entre 350 et $500\ \mu\text{m}$, ce qui élimine la possibilité qu’il s’agisse d’une galaxie proche de type tardif. Il reste à voir si la source pourrait subir un effet de lentillage gravitationnel ayant pour conséquence l’amplification de son flux et la déformation de son image. [Negrello et al. \(2010\)](#) ont détecté dans $14.4^{\circ 2}$ du ciel observé par le programme *Herschel* H-ATLAS (*Herschel* Astrophysical Terahertz Large Area Survey, [Eales et al. 2010](#)), 11 sources ayant une densité de flux supérieure à 100 mJy. Parmi elles, cinq sont des galaxies subissant un effet de lentillage gravitationnel. Pour ces cinq galaxies, aux coordonnées de la détection submillimétrique, une contrepartie optique est détectée

rendant visible la source à l'origine de l'effet de lentille, il s'agit d'ailleurs dans tous les cas de galaxies elliptiques massives. Les observations profondes NGVS auxquelles nous avons pu avoir accès ne montre pas une telle galaxie massive, mais une voir deux sources très faibles. On peut se demander si HRS 206 peut jouer le rôle de lentille gravitationnelle. Pour cela, calculons le rayon (en arcsecondes) correspondant à la distance projetée à laquelle une source de fond du ciel devrait se trouver pour pouvoir subir une déformation gravitationnelle de la part de HRS 206. Ce rayon est donné par l'équation du rayon d'Einstein :

$$r('') = \sqrt{\frac{M}{10^{10}M_{\odot}} \frac{D_{LS} 10^9 \text{pc}}{D_L D_S}} \quad (\text{A.1})$$

Pour une galaxie d'environ $10^{12}M_{\odot}$, r vaut environ $3''$, pour un amas d'environ $10^{14}M_{\odot}$, la séparation entre la source et la lentille peut dépasser la minute d'arc. La masse stellaire estimée d'HRS 206 est $10^{8.8}M_{\odot}$, et la distance projetée séparant la galaxie inconnue d'HRS 206 est supérieure à $100''$. Il est donc peu probable que notre source soit une galaxie lentillée.

Pour pouvoir conclure sur la nature de cette galaxie, il faudrait plus de contraintes sur la SED notamment en infrarouge moyen et lointain, par exemple avec des observations PACS profondes. Cela améliorerait la qualité de l'ajustement de la SED, et donc la précision sur ces caractéristiques physiques. Une observation en spectroscopie submillimétrique avec IRAM ou ALMA permettrait de lever la dégénérescence sur son redshift.

ANNEXE B

Boselli et al. (2012)

Far-infrared colours of nearby late-type galaxies in the *Herschel* Reference Survey^{★,★★}

A. Boselli¹, L. Ciesla¹, L. Cortese², V. Buat¹, M. Boquien¹, G. J. Bendo³, S. Boissier¹, S. Eales⁴, G. Gavazzi⁵,
 T. M. Hughes⁶, M. Pohlen⁴, M. W. L. Smith⁴, M. Baes⁷, S. Bianchi⁸, D. L. Clements⁹, A. Cooray¹⁰, J. Davies⁴,
 W. Gear⁴, S. Madden¹¹, L. Magrini⁸, P. Panuzzo¹¹, A. Remy¹¹, L. Spinoglio¹², and S. Zibetti¹³

¹ Laboratoire d'Astrophysique de Marseille – LAM, Université d'Aix-Marseille & CNRS, UMR7326, 38 rue F. Joliot-Curie, 13388 Marseille Cedex 13, France

e-mail: [Alessandro.Boselli;Laure.Ciesla;Veronique.Buat;Mederic.Boquien;Samuel.Boissier]@oamp.fr

² European Southern Observatory, Karl-Schwarzschild Str. 2, 85748 Garching bei Muenchen, Germany

e-mail: lcortese@eso.org

³ UK ALMA Regional Centre Node, Jodrell Bank Centre for Astrophysics, School of Physics and Astronomy, University of Manchester, Oxford Road, Manchester M139PL, UK

e-mail: george.bendo@manchester.ac.uk

⁴ School of Physics and Astronomy, Cardiff University, Queens Buildings The Parade, Cardiff CF24 3AA, UK

e-mail: [Steve.Eales;Michael.Pohlen;Matthew.Smith;Jonathan.Davies;Walter.Gear]@astro.cf.ac.uk

⁵ Università di Milano-Bicocca, piazza della Scienza 3, 20100 Milano, Italy

e-mail: giuseppe.gavazzi@mib.infn.it

⁶ Kavli Institute for Astronomy & Astrophysics, Peking University, Beijing 100871, PR China

e-mail: tmhughes@pku.edu.cn

⁷ Sterrenkundig Observatorium, Universiteit Gent, Krijgslaan 281 S9, 9000 Gent, Belgium

e-mail: maarten.baes@ugent.be

⁸ INAF – Osservatorio Astrofisico di Arcetri, Largo Enrico Fermi 5, 50125 Firenze, Italy

e-mail: [sbianchi;laura]@arcetri.astro.it

⁹ Astrophysics Group, Imperial College, Blackett Laboratory, Prince Consort Road, London SW7 2AZ, UK

e-mail: d.clements@imperial.ac.uk

¹⁰ Department of Physics and Astronomy, University of California, Irvine, CA 92697, USA; California Institute of Technology, 1200 E. California Blvd., Pasadena, CA 91125, USA

e-mail: acooray@uci.edu

¹¹ CEA/DSM/IRFU/Service d'Astrophysique, CEA, Saclay, Orme des Merisiers, Bâtiment 709, 91191 Gif-sur-Yvette, France

e-mail: [pasquale.panuzzo;aurelie.remy]@cea.fr

¹² INAF – Istituto di Astrofisica Spaziale e Fisica Cosmica, via Fosso del Cavaliere 100, 00133 Roma, Italy

e-mail: luigispinoglio@gmail.com

¹³ Dark Cosmology Centre, Niels Bohr Institute – University of Copenhagen, Juliane Maries Vej 30, 2100 Copenhagen, Denmark

e-mail: zibetti@dark-cosmology.dk

Received 7 December 2011 / Accepted 10 January 2012

ABSTRACT

We study the far infrared (60–500 μm) colours of late-type galaxies in the *Herschel* Reference Survey, a *K*-band selected, volume limited sample of nearby galaxies. The far infrared colours are correlated with each other, with tighter correlations for the indices that are closer in wavelength. We also compare the different colour indices to various tracers of the physical properties of the target galaxies, such as the surface brightness of the ionising and non-ionising stellar radiation, the dust attenuation and the metallicity. The emission properties of the cold dust dominating the far infrared spectral domain are regulated by the properties of the interstellar radiation field. Consistent with that observed in nearby, resolved galaxies, our analysis shows that the ionising and the non-ionising stellar radiation, including that emitted by the most evolved, cold stars, both contribute to the heating of the cold dust component. This work also shows that metallicity is another key parameter characterising the cold dust emission of normal, late-type galaxies. A single modified black body with a grain emissivity index $\beta = 1.5$ better fits the observed SPIRE flux density ratios S_{250}/S_{350} vs. S_{350}/S_{500} than $\beta = 2$, although values of $\beta \approx 2$ are possible in metal rich, high surface brightness galaxies. Values of $\beta \lesssim 1.5$ better represent metal poor, low surface brightness objects. This observational evidence provides strong constraints for dust emission models of normal, late type galaxies.

Key words. infrared: galaxies – galaxies: spiral – galaxies: ISM

1. Introduction

The emission of late-type galaxies in the infrared domain ($5 \leq \lambda \leq 1000 \mu\text{m}$) is dominated by the dust component of the interstellar medium heated mainly by the stellar radiation field. Young stars are the dominant heating sources in star forming

* *Herschel* is an ESA space observatory with science instruments provided by European-led Principal Investigator consortia and with important participation from NASA.

** Appendices are available in electronic form at <http://www.aanda.org>

objects, while evolved stars can have a major contribution in quiescent systems. Although not dominant in mass, dust plays a major role in the equilibrium of the interstellar medium (Sauvage & Thuan 1992). Formed by the aggregation of metals produced by massive and asymptotic giant branch (AGB) stars at the latest stages of their evolution (Valiante et al. 2009) and injected into the interstellar medium through stellar winds and supernovae explosions, dust grains are important coolers of the gaseous phase (Bakes & Tielens 1994). They also act as catalysts in the process responsible for the formation of the molecular hydrogen within molecular clouds, and are thus of paramount importance in the process of star formation (Hollenbach & Salpeter 1971). Heated by the stellar radiation produced mainly by newly formed stars, the dust emission is often used as a powerful tracer of the star formation activity of galaxies, in particular in highly extinguished objects such as dusty starbursts and ultraluminous infrared galaxies (e.g. Kennicutt 1998).

Dust is composed of a mixture of carbonaceous and amorphous silicate grains of different size and composition (see for a review Draine 2003). Big grains, of size $a > 200 \text{ \AA}$, composed of carbon (graphite or amorphous) and silicates, are in thermal equilibrium with the UV and the optical radiation field and dominate the IR emission for $\lambda > 60 \text{ }\mu\text{m}$. While the energy output of galaxies at wavelengths $\lambda \lesssim 200 \text{ }\mu\text{m}$ is dominated by the warm dust, at longer wavelengths ($\lambda \gtrsim 200 \text{ }\mu\text{m}$) is due to the cold dust emission dominating in mass (e.g. Whittet 1992).

The IRAS (Neugebauer et al. 1984), ISO (Kessler et al. 1996), *Spitzer* (Werner et al. 2004) and more recently AKARI (Murakami et al. 2007) space missions allowed us to gather data for hundreds of thousands of extragalactic sources in the spectral domain $\lambda \leq 170 \text{ }\mu\text{m}$. Sub-millimetric ground based facilities such as SCUBA on the JCMT telescope allowed the observation of the coldest dust at $\lambda \approx 850 \text{ }\mu\text{m}$. The *Herschel* Space Observatory (Pilbratt et al. 2010), launched in May 2009, has been designed to extend previous imaging and spectroscopic infrared observations in the spectral range 55–672 μm . Within the SPIRE and PACS guaranteed time consortia, we have started several observing programs using the three *Herschel* instruments (SPIRE, Griffin et al. 2010; PACS, Poglitsch et al. 2010; and HIFI, de Graauw et al. 2010) with the aim of studying the dust emission properties of different types of galaxies. The targets of these programmes have been selected to sample the largest parameter space in morphological type, luminosity, stellar and nuclear activity, metallicity and environment. One of these projects, the *Herschel* Reference Survey (HRS), has been designed to cover a complete, volume limited, statistically significant sample of nearby galaxies spanning the whole Hubble sequence of morphological type. The aim of this project is to derive the mean statistical properties such as the far infrared luminosity distribution, the scaling relations, the colours, and the spectral energy distributions of a representative sample of galaxies in the nearby universe (Boselli et al. 2010a). Its completeness makes the HRS the ideal sample for such a purpose.

The present paper studies the broad band far infrared colours of late-type systems from the HRS and their relationships with different tracers of the physical properties of the observed galaxies. SPIRE data obtained at 250, 350 and 500 μm are combined with IRAS 60 and 100 μm data and with other multifrequency data to trace the empirical properties of the dust emission of galaxies in this spectral range. The main aim of this work is that of identifying, through a multifrequency statistical analysis, the physical parameters driving the dust emission properties in galaxies. This approach is useful in the study of the interstellar medium for understanding the intrinsic properties of the emitting

dust in different types of galaxies. This analysis is also crucial to understand whether the standard assumptions taken in the interpretation of cosmological data are justified. The main result of this work is that the dust emission properties of galaxies are not universal but strongly depend on the metallicity and the intensity and the hardness of the interstellar radiation field. Understanding and quantifying these effects in the local universe is thus important for high redshift studies given the strong evolution of the physical properties of galaxies with cosmic time. Furthermore, observed far infrared colour indices can be easily compared to those of high redshift sources or of templates generally used to characterise the spectral energy distribution of galaxies at any redshift and thus to directly check their validity (Boselli et al. 2010b).

We limit the analysis to late-type systems, while those of early-types (ellipticals, lenticulars) will be addressed in another communication (Smith et al. 2012). This choice is dictated by the fact that both the dust properties and the nature of the heating sources in early-type systems are generally significantly different from those of spiral galaxies.

The present work extends the preliminary study of Boselli et al. (2010b) to the complete HRS sample. At the same time, it widens the analysis to a much larger and complete set of physical parameters necessary to characterise the physical properties of the target galaxies. Although a complete understanding of the far infrared emission of galaxies requires a comparison of observations with models, this empirical approach has the advantage of being free from any model dependent assumption and is thus particularly useful for identifying the main parameters governing the dust emission of galaxies. A detailed comparison of the data with models will be presented in upcoming communications.

2. The sample

The *Herschel* Reference Survey (HRS; Boselli et al. 2010a) provides us with an ideal sample for studying the relationship between the infrared colours and the physical properties of nearby galaxies spanning a large range in morphological type and luminosity. The HRS is a *K*-band selected, volume limited ($15 < D < 25 \text{ Mpc}$), complete sample of galaxies at high galactic latitude ($b > +55^\circ$; $A_B < 0.2$, to avoid cirrus contamination) composed of 322 objects¹. Distances (D) have been determined assuming galaxies in Hubble flow with $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, outside the Virgo cluster. Within Virgo, galaxies are taken at fixed distance according to the subgroup membership as indicated in Gavazzi et al. (1999).

The present analysis is focused on the far infrared ($60 \text{ }\mu\text{m} \leq \lambda \leq 500 \text{ }\mu\text{m}$) properties of the late-type objects included in the sample. Several HRS galaxies belong to the Virgo cluster. To avoid any possible second order effect related to the perturbations induced by the cluster environment, we restrict our analysis to those objects with a normal HI gas content (149 objects). There are indeed indications that the cold dust component of the interstellar medium of galaxies is removed during their interactions with the hostile cluster environment (Boselli & Gavazzi 2006; Cortese et al. 2010a,b, 2012). We assume as normal, unperturbed objects those with an HI-deficiency parameter $HI - def \leq 0.4$, where $HI - def$ is defined as the difference in

¹ With respect to the original sample given in Boselli et al. (2010a), we removed the galaxy HRS 228 whose new redshift indicates it as a background object. We also revised the morphological type for three galaxies that moved from the early- to late-type class: NGC 5701, now classified as Sa, and NGC 4438 and NGC 4457 now Sb.

logarithmic scale between the expected and observed HI mass of a galaxy of given angular size and morphological type (Haynes & Giovanelli 1984). HI-deficiencies for all the target galaxies have been measured using the recent calibrations of Boselli & Gavazzi (2009).

The statistical properties of galaxies belonging to the HRS are extensively described in Boselli et al. (2010a). To summarise, the objects analysed in this work span a large range in morphological type (from Sa to Sm-Im-BCD), stellar mass ($8.5 \leq \log M_{\text{star}} \leq 11 M_{\odot}$), HI mass ($7.5 \leq \log M_{\text{HI}} \leq 10.5 M_{\odot}$), infrared ($7.2 \leq \log L_{60 \mu\text{m}} \leq 10.2 L_{\odot}$) and radio luminosity ($20 \leq \log L_{\text{Radio}} \leq 22.5 \text{ W Hz}^{-1}$) and star formation rate ($0.1 \leq SFR \leq 10 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$). Their metallicity is in the range $8.3 \leq 12 + \log(\text{O}/\text{H}) \leq 8.8$, where the mean metallicity of the Milky Way in the solar neighborhood is 8.67 (Rudolph et al. 2006), and that of the LMC and SMC is 8.40 and 8.23, respectively (Korn et al. 2002; Rolleston et al. 2003). The statistical properties of the dust component of the sample galaxies are described in a dedicated publication (Cortese et al. 2012).

3. The data

3.1. *Herschel*/SPIRE data

The HRS galaxies have been observed with the SPIRE instrument (Griffin et al. 2010) in the three bands at 250, 350 and 500 μm as part of a SPIRE guaranteed time key project the *Herschel* Reference Survey (Boselli et al. 2010a). Eighty three of the HRS galaxies lie in the footprint of the *Herschel* Virgo Cluster Survey (HeViCS; Davies et al. 2010), an open time key project aimed at covering with PACS and SPIRE ~ 60 sq deg of the Virgo cluster region. We took the SPIRE data of these 83 targets from HeViCS.

239 HRS objects plus 4 galaxies in HeViCS targeted by the HRS during the *Herschel* Science Demonstration Phase, out of 322 galaxies of the HRS, have been observed using the SPIRE scan-map mode with a nominal scan speed of 30''/s. Late-type galaxies analysed in this work have been observed with three pairs of cross-linked scan maps to reach a pixel-by-pixel rms of $\sim 7, 8, 8 \text{ mJy/beam}$. To secure the detection of the dust associated with the extended HI disc, all galaxies have been mapped at least up to 1.5 times their optical diameter. Galaxies with optical diameters smaller than ~ 180 arcsec were observed using the small scan-map mode providing homogeneous coverage on a circular area of $\sim 5'$. Larger galaxies have been observed in scan map mode, with typical map sizes are $8' \times 8', 12' \times 12'$ and $16' \times 16'$. The remaining 83 galaxies² located within the HeViCS footprint have been observed using the PACS/SPIRE parallel scan-map mode with a scan speed of 60''/s in four 16 sq deg different fields.

Both the HRS and HeViCS data have been reduced using the map making pipelines developed within the Extragalactic Science Working Group (SAG2), extensively described in Bendo et al. (2011) and Davies et al. (2011). Data have been processed up to Level-1 using the standard SPIRE pipeline. We use the BriGADE method (Smith et al., in prep.) to remove the temperature drift and bring all bolometers to the same level to secure the best baseline removal when temperature variations are present. The different scans were then combined using the standard SPIRE making pipeline. The resulting images have pixel

² Only 23/83 HeViCS galaxies match the conditions on the morphological type and the HI-deficiency parameter mentioned in the previous section. They are thus only 15% (23/149; see Table 1) of the objects analysed in this work.

Table 1. Completeness of the multifrequency data.

Data	N. obj.	Note
Complete sample	149	1
SPIRE	146	2
IRAS	128	3
SFR	138	4
b	138	4
$\Sigma(\text{H}\alpha)$	110	4
$\mu_{\text{c}}(\text{H})$	149	
$12 + \log(\text{O}/\text{H})$	126	5
$A(\text{H}\alpha)$	126	6
$A(\text{FUV})$	114	7

Notes. 1: Late-type galaxies with an HI-deficiency ≤ 0.4 . 2: Detected in the three SPIRE bands. 3: Detected by IRAS at 60 and 100 μm . 4: Determined from $\text{H}\alpha$ data accurately corrected for [NII] contamination and dust extinction as described in Boselli et al. (2009). Galaxies hosting an AGN are not included. 5: With a metallicity measured using the same calibration (Hughes et al., in prep.). 6: With a direct measure of the Balmer decrement from integrated spectra (Boselli et al., in prep.). 7: With $A(\text{FUV})$ directly measured from the far infrared to FUV flux ratio as described in Cortese et al. (2008).

sizes of 6, 8 and 12 arcsec with FWHM of 18.2'', 24.5'' and 36.0'' at 250, 350 and 500 μm , respectively.

Flux densities in the three SPIRE bands have been extracted using concentric elliptical apertures adapted to match the galaxy shape on the plane of the sky and to avoid unwanted contaminating sources (background objects, nearby companions, Galactic cirrus) in the annulus selected for the sky determination, as extensively described in Ciesla et al. (in prep.). The maximal elliptical aperture is taken, whenever possible, at 1.4 times the optical radius of the galaxy (measured at the 25 B mag arcsec⁻²), while the background in circular annuli at larger distances. For point like sources (2 objects matching the selection criteria), flux densities are measured directly from the time line data, following the prescription proposed by Bendo and presented in the SPIRE manual³. Uncertainties are measured following the prescription of Boselli et al. (2003). Typical uncertainties on the SPIRE flux densities of late-type galaxies due to the flux extraction procedure are of the order of 5.9, 7.6 and 10.5% at 250, 350 and 500 μm , respectively (Ciesla et al., in prep.). Fifteen galaxies have independent data since they have been observed during both the HRS and the HeViCS survey. The median difference in their flux densities is 2, 2 and 3% at 250, 350 and 500 μm , respectively. The uncertainty on the absolute calibration is 7%. This uncertainty should be added quadratically to the uncertainty on the extracted flux density of each single object.

The SPIRE pipeline transforms measured fluxes into monochromatic flux densities assuming that the dust emissivity of the emitting source changes as ν^{-1} . It also assumes that the sources are point-like. Ciesla et al. (in prep.) transformed monochromatic flux densities from point-like to extended sources following the prescription given in the SPIRE manual and described in Bendo et al. (2011). These monochromatic flux densities should be also corrected to take into account that the spectral energy distribution of the observed galaxies in this spectral domain is better represented by a modified black body of emissivity $S(\nu, T) = B(\nu, T)\nu^{\beta}$ with $\beta \sim 1.5-2$ and

³ http://Herschel.esac.esa.int/twiki/pub/Public/SpireCalibrationWeb/SPIREPhotometryCookbook_jul2011_2.pdf

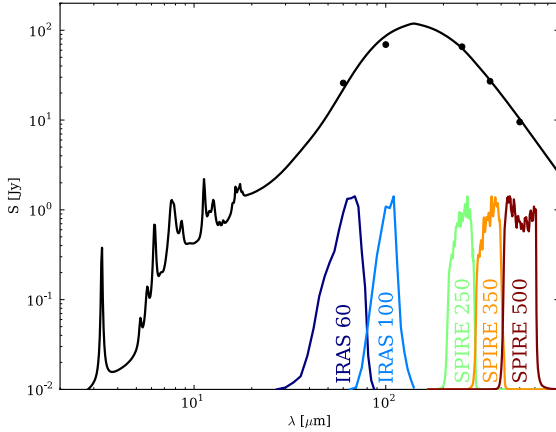


Fig. 1. The infrared (2–800 μm) spectral energy distribution of the spiral galaxy M100 (NGC 4321). The solid line is, among the Draine & Li (2007) dust models, the one better fitting the observed data (filled dots). The IRAS 60 and 100 μm bands sample the dust emitting at wavelengths shorter than the wavelength of the peak ($\sim 150 \mu\text{m}$) and are thus sensitive to the emission of the warm dust. The SPIRE bands at 250, 350 and 500 μm cover the Rayleigh-Jeans tail of the dust emission (cold dust).

$T = 15\text{--}30 \text{ K}$ for $\beta = 2$ and $T = 20\text{--}50 \text{ K}$ for $\beta = 1.5$ (see below). For these ranges of β and T the corrections for extended sources such as those analysed in this work are significantly smaller ($\leq 2\%$) than the uncertainty on the absolute calibration (7%) or on the measure of the flux density (6–11%), as indicated in Ciesla et al. (in prep.). Even considering that a fraction of the observed flux of late-type galaxies comes from unresolved sources within the galaxies (nucleus, HII regions...), for which larger corrections should be used, the mean colour corrections that should be applied to the total flux density of extended galaxies is $\leq 6.5\%$ (excluding absolute calibration), thus smaller than the mean uncertainty on the data. We thus decided not to apply any colour correction to the data. Only detected sources are considered in the following analysis (146 objects).

3.2. Ancillary data and the derived physical parameters

The SPIRE data have been combined with the IRAS 60 and 100 μm flux densities available for $\sim 90\%$ of the late-type galaxies of the sample taken from a large variety of sources (Sanders et al. 2003; Moshir et al. 1990; Thuan & Sauvage 1992; Soifer et al. 1989; Young et al. 1996) and collected on NED. These are integrated values thus directly comparable to the SPIRE flux densities used in this work. The typical uncertainty of the IRAS flux densities is of the order of 15%. We do not apply any colour correction to the IRAS data.

Different sets of multifrequency data are required to characterise the physical properties of the interstellar medium and their relationships with the dust emission properties in the far infrared spectral domain. The intensity of the general interstellar radiation field, i.e. the intensity of the radiation emitted by the bulk of the stellar component, is quantified by means of the H -band effective surface brightness $\mu_e(H)$ (in mag arcsec^{-2}), defined as the mean surface brightness within the effective radius (radius including half of the total stellar light; see Gavazzi et al. 2000). H -band magnitudes are available for all the target galaxies from 2MASS (Jarrett et al. 2003) or from our own observations (GOLDMine; Gavazzi et al. 2003).

UV GALEX data, necessary to quantify the UV attenuation and the activity of star formation, have been taken during the GALEX Virgo cluster survey (GUViCS, Boselli et al. 2011) and a dedicated Cycle 6 GALEX legacy program (Cortese et al., in prep.). $H\alpha + [\text{NII}]$ narrow band imaging data, recently obtained during a narrow band imaging survey (Boselli et al., in prep.), are used to quantify the intensity of the ionising radiation ($\Sigma(H\alpha)$) and the ongoing activity of star formation (SFR). FUV GALEX and $H\alpha + [\text{NII}]$ narrow band imaging data are corrected for dust extinction (and $[\text{NII}]$ contamination) as described in Boselli et al. (2009). Briefly, the $H\alpha + [\text{NII}]$ narrow band imaging data are corrected for $[\text{NII}]$ contamination and dust extinction using integrated spectroscopy data ($R \sim 1000$) obtained for 126/146 of the sample galaxies at the OHP 1.93 m telescope (Gavazzi et al. 2004; Boselli et al., in prep.). Standard recipes are used for those galaxies without spectroscopic data.

The Balmer decrement, here expressed as $A(H\alpha)$, is an independent, direct measure of the opacity of the interstellar medium. $A(\text{FUV})$, the attenuation in the FUV GALEX band at 1539 \AA , has been determined using the far infrared to FUV flux ratio following the prescription of Cortese et al. (2008). These recipes are indicated for normal, star forming galaxies such as those belonging to the HRS, where the general interstellar radiation field, and not only the radiation emitted by the youngest, most massive stars, contributes to the heating of the dust.

Extinction corrected $H\alpha$ fluxes and FUV flux densities are converted into star formation rates SFR using the standard calibration of Kennicutt (1998). We assume an escape fraction of zero and a fraction of ionising photons absorbed by dust before ionising the gas of zero ($f = 1$). Although unphysical (see Boselli et al. 2009), this choice has been done to allow a direct comparison with the results obtained in the literature using other star formation rates determined using $H\alpha$ data. These works generally assume $f = 1$. Our most recent results indicate that $f \sim 0.6$ (Boselli et al. 2009).

$H\alpha$ fluxes are also used to quantify the intensity of the UV ionising radiation using the $H\alpha$ surface brightness $\Sigma(H\alpha)$, where the $H\alpha$ emission is supposed to be as extended as the optical disc. This assumption is reasonable for unperturbed galaxies such as those analysed in this work (Boselli & Gavazzi 2006).

Near infrared imaging data combined with UV GALEX and $H\alpha + [\text{NII}]$ imaging data, are also used to quantify different direct tracers of the star formation history of the galaxies. This is done by measuring the birthrate parameter b (Kennicutt et al. 1994), that in a closed box model can be defined as in Boselli et al. (2001):

$$b = \frac{SFR}{\langle SFR \rangle} = \frac{SFR t_0 (1 - R)}{M_{\text{star}}} \quad (1)$$

with t_0 the age of the galaxy (13 Gyr) and R the returned gas fraction, here assumed to be $R = 0.3$ (Boselli et al. 2001). The total stellar mass M_{star} is estimated using the H -band data and recently determined colour-dependent recipes (Boselli et al. 2009). As defined,

$$b \propto \frac{L(H\alpha)}{L(H)} \quad (2)$$

measures the ratio of the ionising (photons with $\lambda < 912 \text{ \AA}$) to non ionising ($\lambda = 1.65 \mu\text{m}$) radiation and is thus a direct tracer of the hardness of the interstellar radiation field. Galaxies with a b parameter > 1 have a present day star formation activity more important than their mean star formation activity since their birth.

Table 2. Spearman correlation coefficients of the colour–colour relations (Fig. 2).

Y-colour	S 60/S 100	S 60/S 250	S 100/S 250	S 250/S 350	S 250/S 500
S 60/S 250	0.86				
S 100/S 250	0.65	0.94			
S 250/S 350	0.30	0.55	0.65		
S 250/S 500	0.28	0.52	0.63	0.98	
S 100/S 500	0.55	0.85	0.94	0.86	0.85

Notes. Only high quality detections are considered (see Ciesla et al., in prep.).

They are characterised by very blue colours and thus have hard interstellar radiation fields.

The birthrate parameter is proportional to the specific star formation rate *SSFR* defined as (Brinchmann et al. 2004):

$$SSFR = \frac{SFR}{M_{\text{star}}} = \frac{b}{t_0(1 - R)}. \quad (3)$$

This parameter is also important since it is often used to discriminate the far infrared properties of galaxies in blind infrared cosmological surveys such as H-GOODS and H-ATLAS (e.g. Elbaz et al. 2011; Smith et al. 2011). We thus use either of the two parameters in the following analysis.

Integrated spectroscopy is also used to measure gas metallicities $12 + \log(\text{O}/\text{H})$ (Hughes et al., in prep.) and Balmer decrement ($A(\text{H}\alpha)$; Boselli et al., in prep.) for most of the late-type HRS galaxies. Depending on the availability of several main emission lines, different calibrations have been adopted to convert line emissions into $12 + \log(\text{O}/\text{H})$. Following Kewley & Ellison (2008) we adopt the PP04 O3N2 calibration on the [NII] and [OIII] emission lines (Pettini & Pagel 2004) as the base metallicity. We then determine the average oxygen abundance $12 + \log(\text{O}/\text{H})$ for each galaxy.

HI gas data, available for almost the totality of the late-type galaxies of the sample, are used only to reject those objects that might have suffered any kind of perturbation induced by the Virgo cluster environment. Table 1 summarizes the completeness of the multifrequency data used for the present analysis.

4. Far infrared colours

4.1. Far infrared colour indices

Far infrared colours, here defined as the ratio of the flux densities measured in different far infrared bands, are useful quantitative tools to characterise the properties of the interstellar dust in galaxies. Those analysed in this work include:

- the widely used *S 60/S 100* IRAS colour, often adopted as a direct tracer of the starburst activity of the target galaxies. This index is sensitive to the emission of the warm dust component principally heated by young stars (see Fig. 1). Objects with $S 60/S 100 \geq 0.5$ are generally considered as starbursts (Rowan-Robinson & Crawford 1989). In the following we will refer to this colour index as to the *warm dust sensitive index*;
- the colour indices *S 60/S 250*, *S 100/S 250* and *S 100/S 500* are sensitive to the relative weight of the warm and cold dust component since the peak of the emission of normal, star forming galaxies such as those analysed in this work lies in between 100 and 200 μm , thus in between the two photometric bands used to define these indices (see Fig. 1). They are related to the wavelength position of the peak of the dust

emission. We generally refer to these indices as the *dust peak sensitive indices*;

- the SPIRE colour indices *S 250/S 350*, *S 250/S 500* and *S 350/S 500* are indices tracing the emitting properties of the coldest dust component (*cold dust sensitive indices*). Indeed they sample the Rayleigh-Jeans tail of the dust emission dominating in mass in normal galaxies (see Fig. 1).

4.2. Colour–colour diagrams

Figure 2 shows the relationships between several far infrared colour indices for galaxies coded according to their morphological type. Table 2 lists the Spearman correlation coefficients (r) of the relations. Clearly, all colour indices are mutually related. The tightest correlations are present when the two plotted colour indices cover the closest spectral bands. The correlations between the colour indices sensitive to the emission of the coldest dust component (*S 250/S 350*, *S 250/S 500*) and the warm dust sensitive index *S 60/S 100*, however, are very marginal ($r \sim 0.3$). We do not observe any strong systematic difference between galaxies of different morphological type. The large dispersion in many colour–colour relations clearly indicates that the dust emission properties change significantly from galaxy to galaxy. We thus try to investigate which physical parameter is at the origin of these variations.

4.3. Colours vs. physical parameters

The dust of the interstellar medium is heated by the interstellar radiation field. The energy absorbed by the dust grains is re-radiated in the infrared spectral domain. It is thus expected that the dust emission properties are tightly related to the properties (intensity, hardness) of the interstellar radiation field. They can also depend on the chemical composition of the emitting dust grains, which in turn can be related to the mean metallicity of the interstellar medium. To quantify these effects, we plot in Fig. 3 the relationships between the far infrared colour indices and different tracers of the physical properties of the interstellar medium. The Spearman correlation coefficients of these relations are listed in Table 3. These tracers are:

- the star formation rate *SFR*, in solar masses per year;
- the birthrate parameter *b* that, as defined, is a tracer of the hardness of the incident interstellar radiation (hard for $b \geq 1$);
- the $\text{H}\alpha$ surface brightness $\Sigma(\text{H}\alpha)$, in $\text{erg s}^{-1} \text{kpc}^{-2}$, which measures the intensity of the ionising radiation. Corrected for dust extinction, this entity quantifies the surface density of the present day activity of star formation;
- the *H*-band effective surface brightness $\mu_e(H)$, in AB mag arcsec $^{-2}$, which traces the intensity of the interstellar radiation field produced by the bulk of the stellar population;

Table 3. Spearman correlation coefficients of the relations between the colour indices and the physical parameters (Fig. 3).

Y-colour Units	$\log SFR$ $M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$	$\log b$	$\log \Sigma(H\alpha)$ $\text{erg s}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$	$\mu_e(H)$ AB mag arcsec $^{-2}$	$12 + \log(O/H)$	$A(H\alpha)$ mag	$A(FUV)$ mag
$S60/S100$	-0.03	0.48	0.24	-0.09	-0.18	-0.20	0.11
$S60/S250$	0.01	0.44	0.44	-0.24	-0.05	-0.14	0.29
$S100/S250$	0.01	0.36	0.53	-0.31	0.01	-0.08	0.39
$S100/S500$	0.14	0.21	0.65	-0.46	0.29	0.08	0.55
$S250/S350$	0.35	-0.09	0.70	-0.62	0.56	0.28	0.70
$S250/S500$	0.29	-0.10	0.70	-0.61	0.55	0.26	0.68

Notes. Only high quality detections are considered (see Ciesla et al., in prep.).

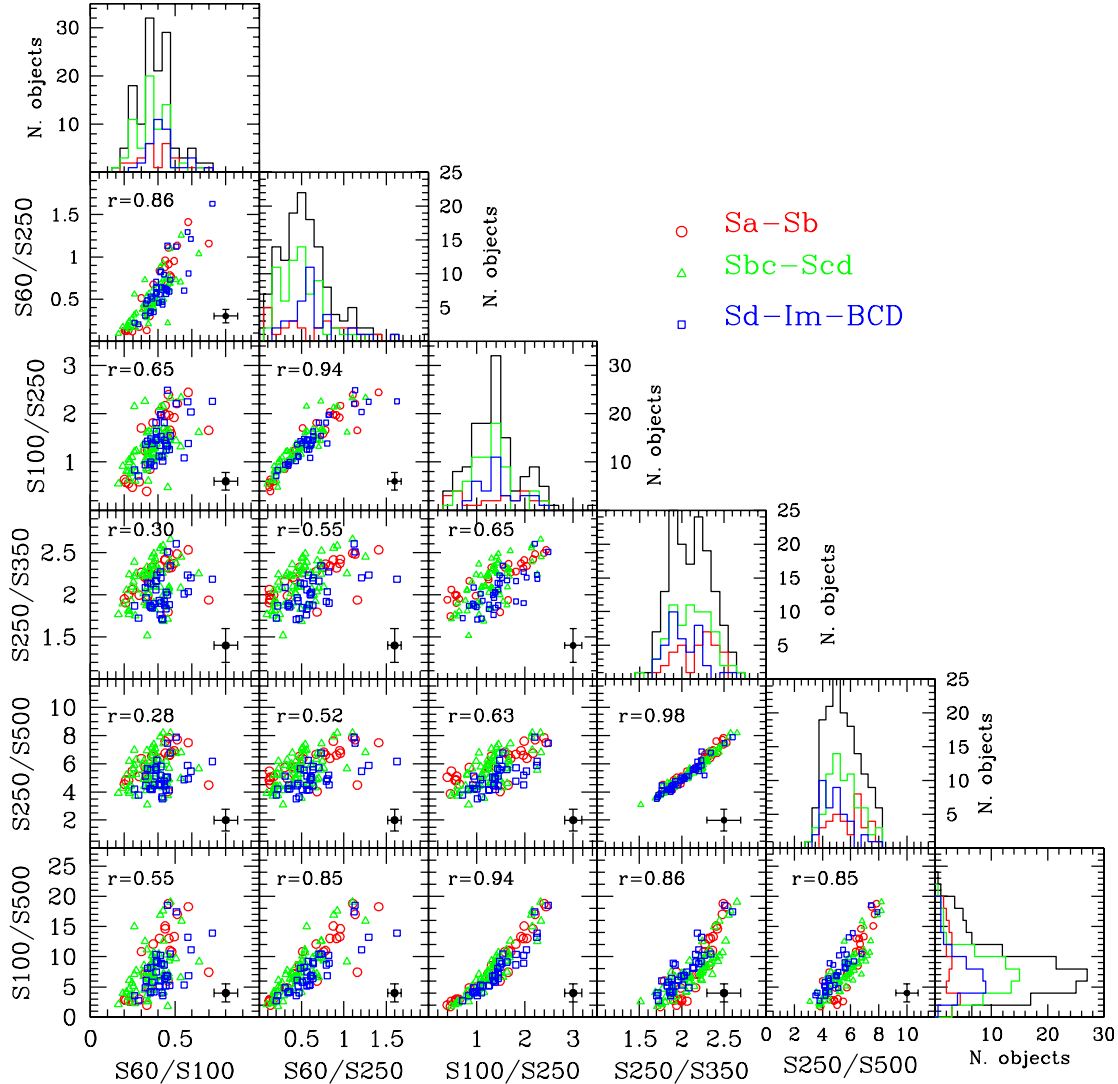


Fig. 2. Far infrared colour-colour diagrams, where colours are defined as the ratio of the flux densities measured in two different bands. Galaxies are coded according to their morphological type, red open circles for Sa-Sb (34 objects), green empty triangles for Sbc-Scd (72) and blue open squares for Sd-Im-BCD (40). The typical error bar is indicated with a black cross.

- e) the mean metallicity of the gaseous component, inferred from the $12 + \log(O/H)$ metallicity index;
- f) the Balmer decrement $A(H\alpha)$, in magnitudes, which measures the attenuation of the ionising radiation within the gaseous component of the interstellar medium;
- g) the attenuation of the non ionising UV radiation $A(FUV)$, in magnitudes, determined from the far infrared to UV flux ratio.

Figure 3 shows that only a few far infrared colour indices analysed here are correlated with some of the physical entities used to characterise the properties of the interstellar medium. The analysis of Fig. 3 brings to the following conclusions:

- 1) surprisingly, the warm dust sensitive index $S60/S100$ is not related to the direct tracers of the star formation activity (SFR , $\Sigma(H\alpha)$), while it is only (and marginally; $r = 0.48$) correlated to the birthrate parameter b . Galaxies still active

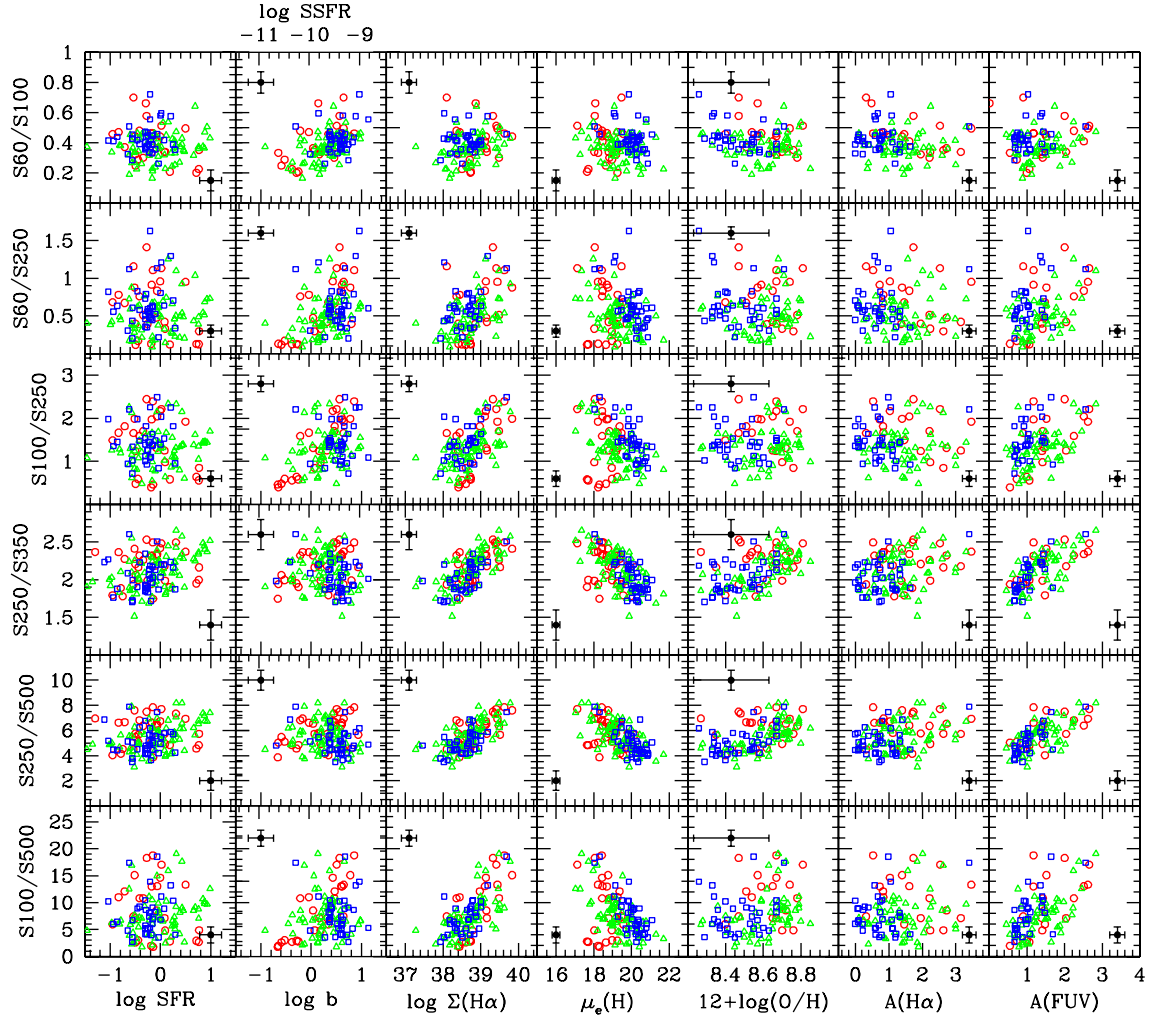


Fig. 3. The relationship between the far infrared colour indices and different tracers of the physical properties of the interstellar medium, *from left to right*: *first column*: the logarithm of the star formation rate (in $M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$) measured as described in Boselli et al. (2009); *second column*: the logarithm of the birthrate parameter b (or the specific star formation rate $SSFR$); *third column*: the logarithm of the $H\alpha$ effective surface brightness (in $\text{erg s}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$); *fourth column*: the H -band effective surface brightness (in $\text{AB mag arcsec}^{-2}$); *fifth column*: the metallicity index $12 + \log(\text{O}/\text{H})$; *sixth column*: the Balmer extinction $A(H\alpha)$ (in magnitudes); *seventh column*: the FUV attenuation $A(\text{FUV})$ (in magnitudes). Red open circles for Sa-Sb, green empty triangles for Sbc-Scd and blue open squares for Sd-Im-BCD. The typical error bar is indicated with a black symbol.

in forming stars at the present epoch ($b \geq 1$) have, on average, $S60/S100$ flux density ratios ($S60/S100 \approx 0.6$) slightly larger than quiescent objects ($b \leq 1$; $S60/S100 \approx 0.4$). This indicates that, whenever integrated values are used, the contribution of the warm dust component to the total emission of late-type galaxies is principally controlled by the history of star formation (or the hardness of the radiation field) rather than by the present day activity;

- 2) poorly defined and dispersed relations ($r \sim 0.3$ – 0.6) are also observed between the peak sensitive $S100/S500$, $S100/S250$ and $S60/S250$ colour indices (in order of decreasing r) and the surface brightness of the ionising ($\Sigma(H\alpha)$) and non-ionising ($\mu_e(H)$) interstellar radiation field and the FUV attenuation ($A(\text{FUV})$). Among these colour indices, only $S60/S250$ and $S100/S250$ ($r \sim 0.4$) correlate very mildly with the birthrate parameter. This evidence suggests that the position of the peak of the dust emission, or in other words the mean temperature of the dust, is governed, as expected, by the general interstellar radiation field;
- 3) strong correlations ($r \geq 0.6$) are instead observed between the cold dust sensitive $S250/S350$ and $S250/S500$ colour indices and $\Sigma(H\alpha)$, $\mu_e(H)$ and $A(\text{FUV})$. Warmer colours

are observed in those galaxies with higher radiation fields and higher extinction. The same colour indices are only barely related to the present day star formation activity (SFR ; $r \sim 0.3$) and the metallicity ($r \sim 0.55$). Again, these plots indicate that the emission of the cold dust component is also controlled by the general interstellar radiation field and partly by the metallicity. What is surprising, however, is that the correlations with these cold dust sensitive indices are significantly stronger than with the peak sensitive indices which are sampling a warmer dust component;

- 4) no evident correlations are observed between any of the far infrared colours and the attenuation $A(H\alpha)$;
- 5) we also do not observe any evident systematic differences among galaxies of different morphological type, maybe with the exception that intermediate type spirals (Sbc-Scd, green empty triangles) covers a larger range in the parameter space than the other classes.

Figure 3 shows that the far infrared colour indices can be correlated at the same time with apparently different tracers of the properties of galaxies. The most striking example are the strong correlations observed between the cold dust sensitive colour

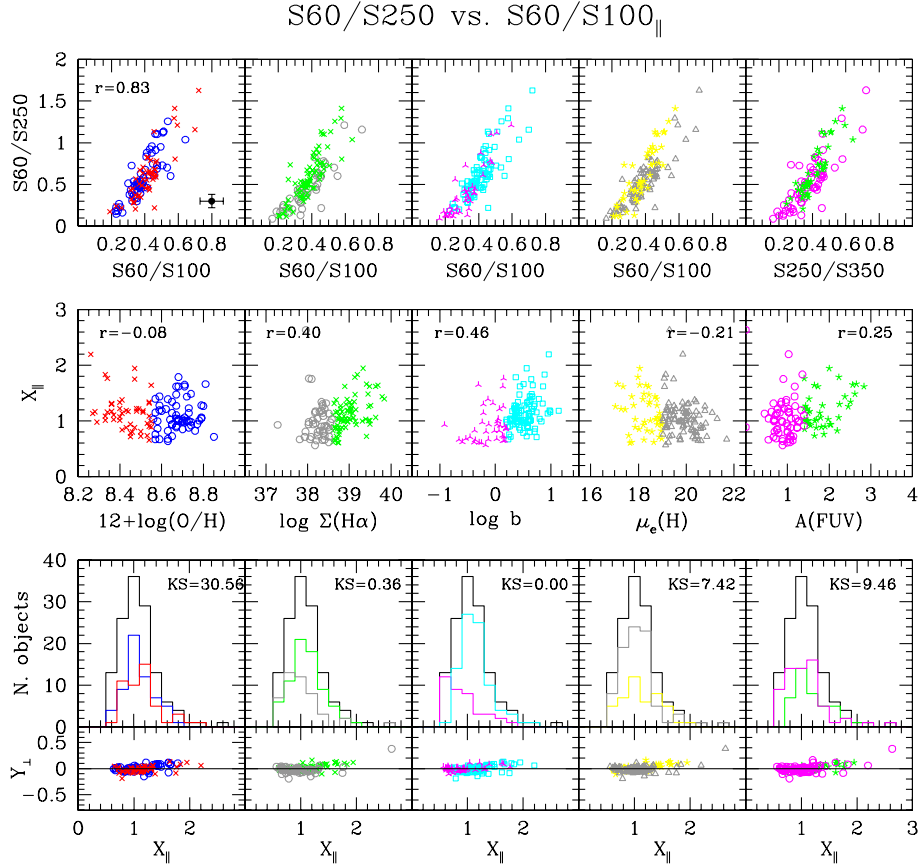


Fig. 4. *Upper panel:* the $S60/S250$ vs. $S60/S100$ colour–colour relation with galaxies coded according to their physical parameters (from *left to right*) as a function of the metallicity (red crosses for $12 + \log(\text{O}/\text{H}) \leq 8.55$, blue circles for $12 + \log(\text{O}/\text{H}) > 8.55$), $H\alpha$ surface brightness (grey circles for $\log \Sigma(H\alpha) \leq 38.6 \text{ erg s}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$, green crosses for $\log \Sigma(H\alpha) > 38.6 \text{ erg s}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$), birthrate parameter (magenta three points stars for $\log b \leq 0.2$, cyan squares for $\log b > 0.2$), H band effective surface brightness (yellow stars for $\mu_e(H) \leq 19 \text{ AB mag arcsec}^{-2}$, grey triangles for $\mu_e(H) > 19 \text{ AB mag arcsec}^{-2}$) and UV attenuation (magenta circles for $A(\text{FUV}) < 1.4 \text{ mag}$, green stars for $A(\text{FUV}) \geq 1.4$). *Middle panel:* the dependence of the position of galaxies along the $S60/S250$ vs. $S60/S100$ colour–colour relation (X_{\parallel}) on the different physical parameters. *Lower panel:* the histogram of the distribution of galaxies along the colour–colour relation (*upper*) and the relation between the position of galaxies in the direction perpendicular (Y_{\perp}) and that along (X_{\parallel}) the colour–colour relation. r gives the Spearman correlation coefficient of the different relations, KS the probability that the two galaxy populations are driven by the same parent population (Kolmogorov-Smirnov test: for $\text{KS} \leq 5$ the two galaxy populations are statistically different). The de-projection of the $S60/S100$ vs. $S60/S250$ colour–colour relation is done using the measured linear best fit: $S60/S250 = 2.64(\pm 0.16) \times S60/S100 - 0.45(\pm 0.06)$; $r = 0.83$.

indices and $\Sigma(H\alpha)$ and $\mu_e(H)$, the former tracing the surface density of the radiation emitted by newly formed stars, the latter that of the very evolved stars. Although measured using independent data, the different physical parameters used in this analysis are sometime related with each other, as discussed in Appendix A. The mutual relationships between the different physical parameters must be considered for a complete and coherent interpretation of Fig. 3.

To better understand the role of the different physical parameters in the definition of the various colour–colour relations plotted in Fig. 2 we analyse in detail a few colour–colour diagrams selected to represent at the same time those colour indices sensitive to the warm dust component, to the position of the peak of the dust emission, and the cold dust emission. These relations are shown in Figs. 4–7 (upper panel)⁴. To this aim, galaxies are divided into two subsamples and coded according to different

physical parameters, namely the metal content (with a threshold for selecting galaxies taken at $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.55$), the $H\alpha$ surface brightness ($\log \Sigma(H\alpha) = 38.6 \text{ erg s}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$), the birthrate parameter ($\log b = 0.2$), the H -band effective surface brightness ($\mu_e(H) = 19 \text{ AB mag arcsec}^{-2}$) and the FUV attenuation ($A(\text{FUV}) = 1.4 \text{ mag}$). We choose these physical parameters because they seem to be the most important in defining the observed relations in Fig. 3. The adopted thresholds have been chosen to split the sample in two sub-samples each with approximately the same number of objects. For simplicity we focus here only on some representative colour–colour relations, referring the interested reader to Appendix B for the rest of the colour–colour diagrams shown in Fig. 2. To quantify the role of the different physical parameters in defining the observed colour–colour relations, we first calculate the best fit of the relations shown in Figs. 4–7 (upper panel). We then use the best fit to de-project these colour–colour relations, and then study how the obtained variables running along (X_{\parallel}) or perpendicular (Y_{\perp}) to these relations depend on the different physical parameters (middle panel). We then quantify the difference in the various subsamples of objects through a Kolmogorov-Smirnov test (lower panel). The position of galaxies along or in the direction

⁴ For such a purpose here we analyse in detail only the less dispersed colour–colour relations shown in Fig. 2 because: i) only here the linear fit (and its residual) can be accurately determined; ii) variations in the more dispersed colour–colour relations can be directly determined from the inspection of Fig. 2 once galaxies are coded according to different physical parameters, as done in Appendix B (see Figs. B.1–B.5).

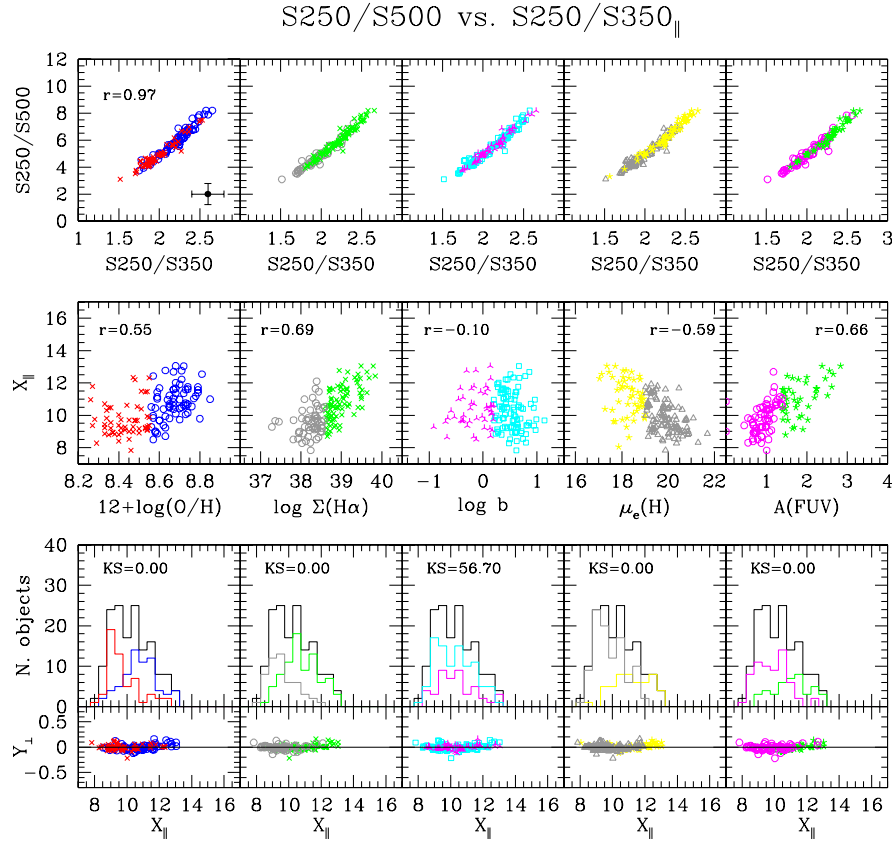


Fig. 5. *Upper panel:* the $S250/S500$ vs. $S250/S350$ colour–colour relation with galaxies coded according to their physical parameters as in Fig. 4. *Middle panel:* the dependence of the position of galaxies along the $S250/S500$ vs. $S250/S350$ colour–colour relation (X_{\parallel}) on the different physical parameters. *Lower panel:* the histogram of the distribution of galaxies along the colour–colour relation (*upper*) and the relation between the position of galaxies in the direction perpendicular (Y_{\perp}) and that along (X_{\parallel}) the colour–colour relation. The de-projection of the $S250/S500$ vs. $S250/S350$ colour–colour relation is done using the measured linear best fit: $S250/S500 = 4.78(\pm 0.09) \times S250/S350 - 4.59(\pm 0.19)$; $r = 0.97$.

perpendicular to that of these colour–colour diagrams indicate variations in their spectral energy distribution due to either a variation of the mean dust temperature or of the dust grain emissivity in the sampled photometric bands.

Figures 4–7 clearly show that galaxies coded with different symbols populate these colour–colour diagrams following a well defined order. Interestingly, galaxies can be at the same time well mixed and clearly segregated in a given colour–colour diagram according to their different physical parameters (indicated by different symbols and colour codes in the figures). An evident example is the mixed vs. segregated distribution of galaxies in Fig. 5 when coded according to their birthrate parameter b or $H\alpha$ surface brightness: while galaxies with different b populate the whole dynamic range of the $S250/S500$ vs. $S250/S350$ relation, those of high $\Sigma(H\alpha)$ have systematically warmer infrared colours than objects with low ionising radiation fields. All together, this is a further evidence that the emission properties of the dust are tightly related to the properties of the interstellar radiation field (hardness, intensity), to the internal attenuation and to the mean metallicity of the interstellar medium in a quite complex manner which can change as a function of wavelength.

A detailed, comparative analysis of Figs. 3–7 at the same time confirms our previous findings and brings to light several new and interesting results:

- 1) the commonly used colour index $S60/S100$, tracer of starburst activity sensitive to the emission of the warm dust component, depends only very marginally on the star formation

history of the galaxy b (or equivalently, on the hardness of the interstellar radiation field) and on the surface brightness of the youngest stars ($\Sigma(H\alpha)$; Fig. 4). Galaxies are indeed located along the $S60/S250$ vs. $S60/S100$ colour–colour relation according to the birthrate parameter b ($r = 0.46$) and $\Sigma(H\alpha)$ ($r = 0.40$);

- 2) galaxies are distributed in the direction perpendicular to the colour–colour relations defined with indices sensitive to the position of the peak of the far infrared emission (Fig. 6) according to all the physical parameters used in this work but b , where any correlation, if present, is very weak ($r = -0.38$);
- 3) the properties of the coldest dust component, as traced by the $S250/S350$ vs. $S250/S500$ colour index, do not depend on the birthrate parameter b (magenta three points stars and cyan open squares are well mixed in Fig. 5). The distribution of galaxies along this colour–colour relation changes with $\Sigma(H\alpha)$ ($r = 0.69$), $\mu_e(H)$ ($r = -0.59$) and $A(FUV)$ ($r = 0.66$) and only very marginally on metallicity ($r = 0.30$);
- 4) in colour–colour relations that are sensitive to the cold dust and their wavelength peak, the perpendicular distance to these trends are only moderately related to a galaxy’s star formation history ($r = 0.49$) and metallicity ($r = -0.38$).

4.4. Comparison with a single modified black body emission

The relationships observed between the different far infrared colour indices can be due either to variations of the mean

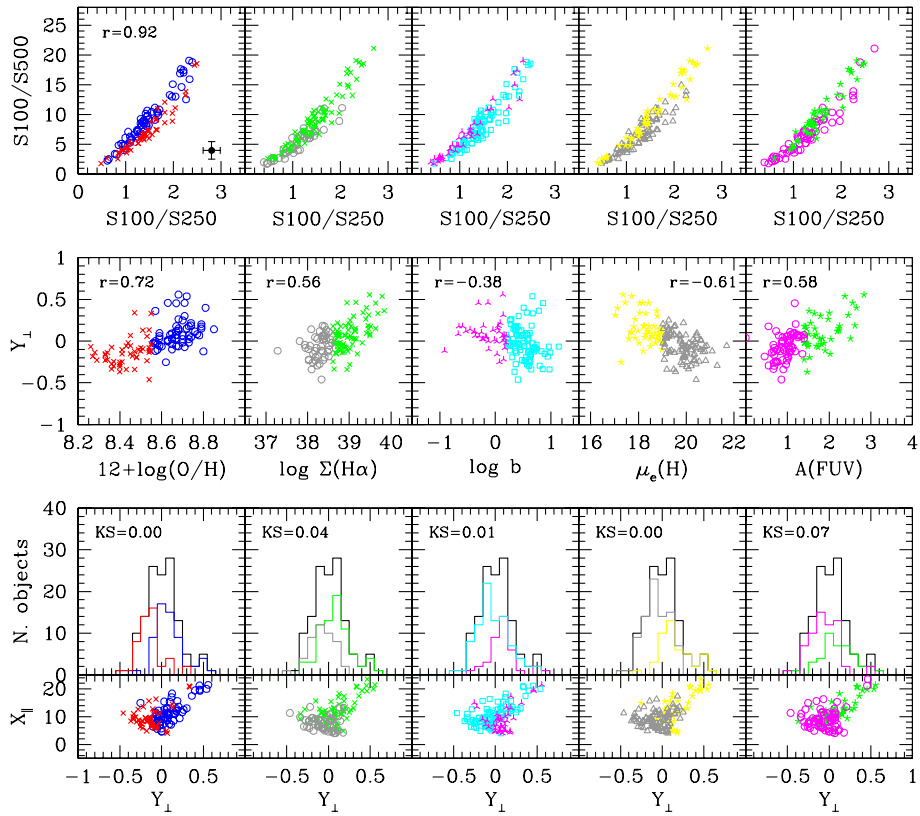
S100/S500 vs. S100/S250_⊥

Fig. 6. *Upper panel:* the $S\,100/S\,500$ vs. $S\,100/S\,250$ colour–colour relation for galaxies coded according to their physical parameters as in Fig. 4. *Middle panel:* the dependence of the position of galaxies in the direction perpendicular to the $S\,100/S\,500$ vs. $S\,100/S\,250$ colour–colour relation (Y_{\perp}) on the different physical parameters. *Lower panel:* the histogram of the distribution of galaxies in the direction perpendicular to the colour–colour relation (*upper*) and the relation between the position of galaxies along (X_{\parallel}) and that in the direction perpendicular (Y_{\perp}) to the colour–colour relation. The de-projection of the $S\,100/S\,500$ vs. $S\,100/S\,250$ colour–colour relation is done using the measured linear best fit: $S\,100/S\,500 = 7.37(\pm 0.28) \times S\,100/S\,250 - 2.23(\pm 0.41)$; $r = 0.92$.

temperature of the emitting dust or to variations in the dust grain emissivity properties that might change in different types of galaxies. Assuming that dust grains are in thermal equilibrium with the radiation, which is probably the case for $\lambda \geq 250\,\mu\text{m}$, the far infrared emission of galaxies is generally approximated by one (or more) modified black body $B(\nu, T)$, with a resulting emitted flux density:

$$S_{\text{dust}}(\nu, T) \propto \nu^{\beta} B(\nu, T) \quad (4)$$

where β is the grain emissivity index whose value ranges between ~ 1.5 and ~ 2 (Hildebrand 1983). In particular, a single modified black body with a temperature of the order of $\sim 20\,\text{K}$ is generally used to reproduce the rapid decrease of the far infrared emission observed at long wavelengths (Reach et al. 1995; Bianchi et al. 1999; Dunne et al. 2000; Dunne & Eales 2001; Bendo et al. 2003; Draine 2003; Davies et al. 2011; Magrini et al. 2011). This assumption is not physical since it is not indicated to represent a continuum in the dust grain distribution in matter of size and temperature (Mathis et al. 1977; Draine & Li 2007). However this simple analytical prescription is often used both in extragalactic and cosmological studies since it reproduces fairly well the observed far infrared spectral energy distributions of galaxies. Our new homogeneous and complete set of data, in particular those obtained by SPIRE in the spectral domain $250\text{--}500\,\mu\text{m}$, can be used to see whether this simple modified black body assumption is realistic. At the same time

this dataset can help us to understand which of the two main parameters regulating the dust emissivity, the grain emissivity index β or the dust temperature T , is the main driver of the observed colour–colour far infrared relations and for their scatter. To this aim we plot in Fig. 8 the SPIRE colour–colour indices $S\,250/S\,350$ vs. $S\,350/S\,500$ for galaxies coded according to the different physical parameters already used in the previous figures and compare them to the expected values obtained for a modified black body with a grain emissivity index $\beta = 2$ (solid line) and $\beta = 1.5$ (dotted line). Clearly, the observed relations can not be represented by a modified black body with a dust grain emissivity index of $\beta = 2$, but are better reproduced when $\beta = 1.5$. Systematic errors of the order of $\sim 15\%$ on a colour are necessary to shift the data onto a $\beta = 2$ single black body. This result seems thus robust vs. calibration uncertainties, that are at present estimated to be of the order of $\simeq 7\%$ for each band, or colour corrections ($\lesssim 6.5\%$). As expected, these relationships might just be due to a variation of the mean temperature of the dust grains which, for a $\beta = 1.5$, might range from ~ 15 to $\sim 50\,\text{K}$ (from ~ 15 to $\sim 30\,\text{K}$ for $\beta = 2$). These values of β and T are consistent with that found in the Milky Way using COBE data by Reach et al. (1995) or in other nearby galaxies observed in the submillimetre domain (Bianchi et al. 1998, 1999; Amblard et al. 2010; Hwang et al. 2010; Dunne et al. 2011; Planck Collaboration 2011b).

The observed relationship between the two colour indices, however, has a slope slightly flatter than the one predicted by a

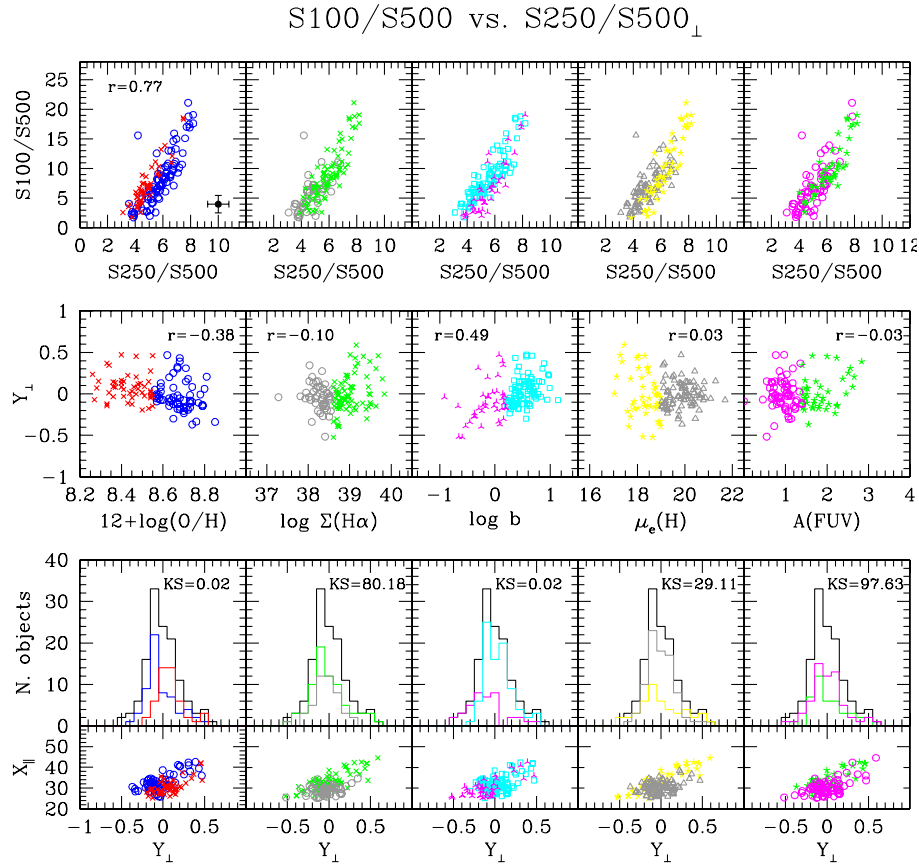


Fig. 7. *Upper panel:* the $S100/S500$ vs. $S250/S500$ colour–colour relation for galaxies coded according to their physical parameters as in Fig. 4. *Middle panel:* the dependence of the position of galaxies in the direction perpendicular to the $S100/S500$ vs. $S250/S500$ colour–colour relation (Y_\perp) on the different physical parameters. *Lower panel:* the histogram of the distribution of galaxies in the direction perpendicular to the colour–colour relation (upper) and the relation between the position of galaxies along (X_\parallel) and that in the direction perpendicular (Y_\perp) to the colour–colour relation. The de-projection of the $S100/S500$ vs. $S250/S500$ colour–colour relation is done using the measured linear best fit: $S100/S500 = 12.22(\pm 0.90) \times S250/S500 - 23.43(\pm 2.32)$; $r = 0.77$.

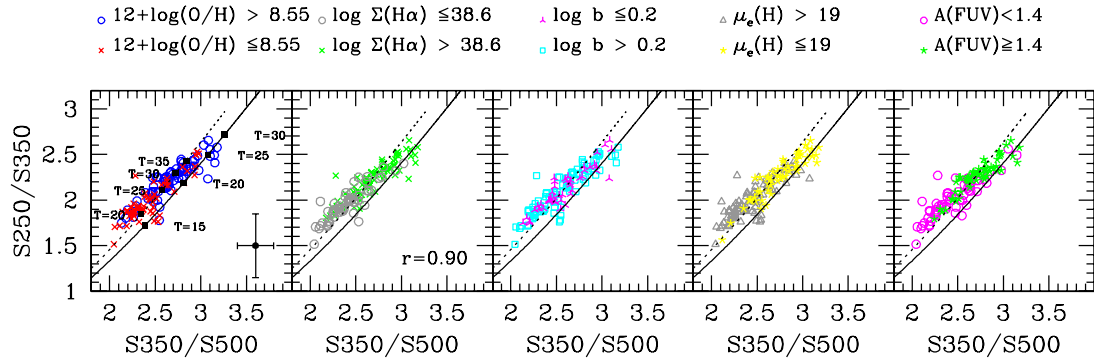


Fig. 8. The relationship between the SPIRE colour–colour indices $S250/S350$ vs. $S350/S500$ for galaxies coded according to their different physical parameters as in Fig. 4. The colour–colour relation is compared to the expected relations obtained for a modified black body with a grain emissivity index $\beta = 2$ (solid line) and $\beta = 1.5$ (dotted line). Black squares indicate different temperatures for the two modified black bodies (left panel). The Spearman correlation coefficient of this relation is $r = 0.90$.

single modified black body of fixed grain emissivity index. We can thus not exclude values of $\beta > 1.5$ in galaxies with the highest flux density ratios. Similarly, in the objects with the lowest flux density ratios, β might be < 1.5 . This evidence might indicate that both β and T vary along the sequence. Indeed, there is a quite strong degeneracy between β and T given that at these low temperatures a variation of T of ~ 5 K is almost equivalent

to a variation of β of ~ 0.5 . Furthermore, we have to remember that β and T might also be inversely correlated (Desert et al. 2008; Shetty et al. 2009; Veneziani et al. 2010; Anderson et al. 2010; Planck Collaboration 2011a; Bracco et al. 2011).

By identifying galaxies according to their physical properties we have shown that high flux density ratios are mainly observed in objects with strong ionising radiation fields, which are

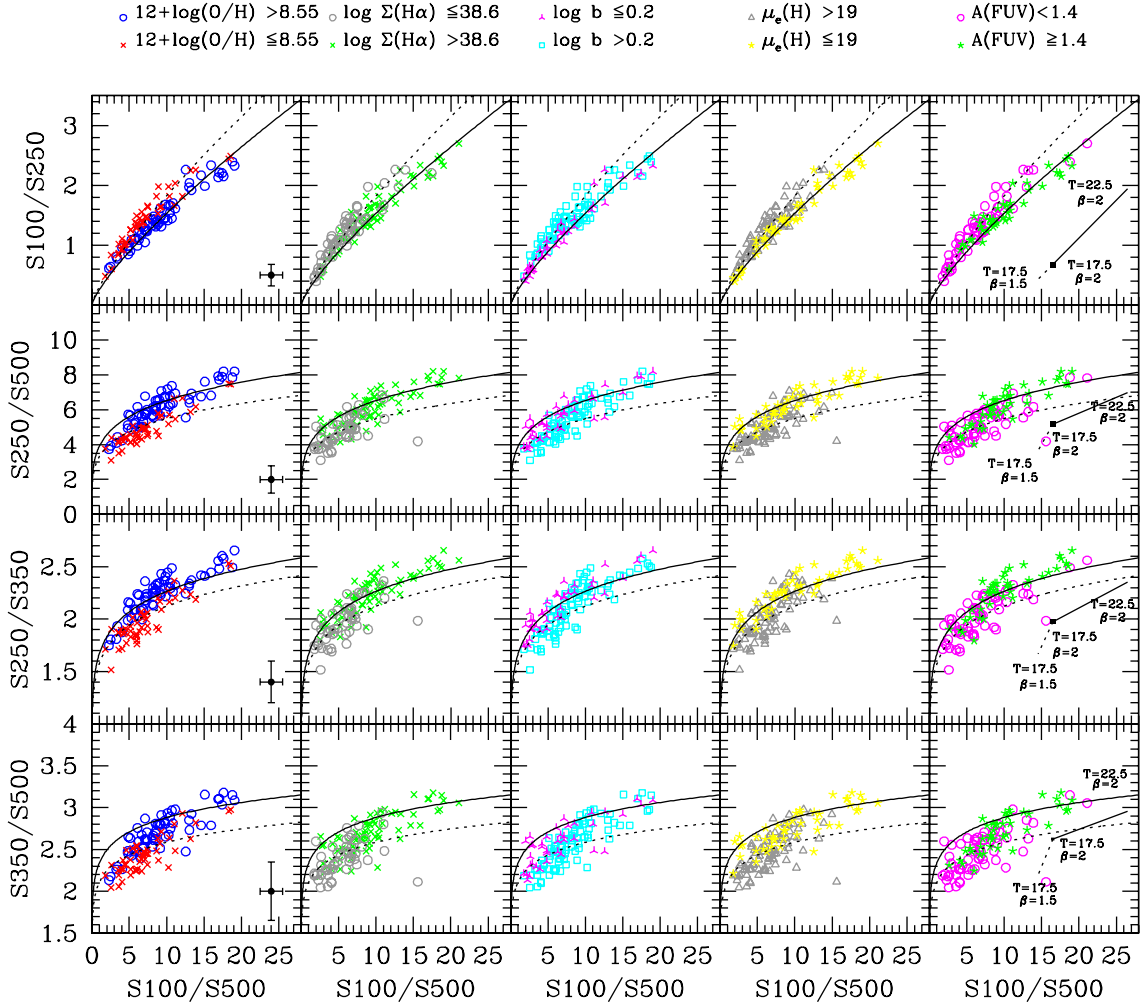


Fig. 9. The comparison of relationships between different far infrared colour indices for galaxies coded according to their different physical parameters as in Fig. 4. The solid and dotted lines indicate the expected ratios for a single modified black body with grain emissivity $\beta = 2$ and 1.5, respectively. The short solid and dotted lines in the last column show the expected variations when the temperature T changes from 17.5 to 22.5 K for $\beta = 2$ (solid line), and from 17.5 K and $\beta = 2$ to $T = 17.5$ K and $\beta = 1.5$ (dotted line). The black square is the expected value (shifted on the X-axis for clarity) for a black body of $T = 17.5$ K and $\beta = 2$.

generally also metal rich galaxies with strong non-ionising stellar radiation fields. If this single modified black body configuration is valid, the grain emissivity index of metal poor objects with low ionising radiation fields is $\beta \lesssim 1.5$. It is worth mentioning, however, that all the previous considerations on the cold dust emission are valid if the contribution of the warm dust component to the far infrared emission ($\lambda \geq 250 \mu\text{m}$) is negligible, which is probably the case given that our sample is composed of normal, late-type galaxies and do not include strong starbursts such as M 82 or Arp 220 (Boselli et al. 2010a).

The same analysis can be done by comparing other far infrared colour–colour relations defined for galaxies coded according to the same physical parameters (Fig. 9). Figure 9 confirms the trend observed in the previous figures with the different physical parameters. Only the $S100/S250$ vs. $S100/S500$ colour–colour relation for metal poor galaxies or for objects with a high $H\alpha$ or H band surface brightness (upper row in Fig. 9) can be easily reproduced by a single black body with a grain emissivity parameter $\beta = 2$. It is however clear from both Figs. 8 and 9 that all the other colour–colour relations made using at least one cold dust sensitive colour index cannot be well reproduced by a single modified black body. This evidence confirms that either the grain emissivity parameter β or the temperature significantly change

from galaxy to galaxy, as indeed expected given the variety of physical conditions that characterise these objects. Fitting the infrared spectral energy distribution with different dust models might help us to make a further step in understanding the very nature of the emitting dust. This will be the topic of a future communication.

5. Discussion

The analysis of the far infrared colours of nearby late-type galaxies have been presented in the literature using data taken from the IRAS (e.g. Helou 1986) and *Spitzer* (Dale et al. 2005, 2007). This is the first dedicated work on the analysis of the far infrared colours of nearby late-type galaxies in the SPIRE/*Herschel* bands. Our results can thus be compared only to those obtained for a few nearby galaxies recently observed by *Herschel*. Variations of the infrared colour indices with the $H\alpha$ and the H -band surface brightness similar to those presented in this work have been also observed on galactic scales over the disc of M 81, M 83, NGC 2403 (Bendo et al. 2011) and of M 33 (Boquien et al. 2011). The analysis of the *Spitzer* and *Herschel* data of these well known galaxies confirmed that while the far infrared emission in the 70–160 μm spectral range is principally governed

by the activity of star formation, the cold dust responsible for the emission at longer wavelengths is predominantly heated by the general interstellar radiation field. Variations of the far infrared colour indices as a function of metallicity have been also reported on galactic scales in M99 and M100 by Pohlen et al. (2010) and in unresolved objects by Boselli et al. (2010b).

The new observational evidence presented in this work puts a strong constraint for the study of the physical properties of the dust grains emitting in the far infrared spectral domain. It shows that the properties of the dust emitting in this spectral domain are not universal but rather vary in galaxies due to their large range of parameter space. Qualitatively, the results discussed in the previous section can be interpreted as follow:

- 1) The colour–colour diagrams and the relationships between colours and the different physical parameters are tighter when SPIRE bands are used instead of the 60 and 100 μm IRAS bands. This evidence might be related to a lower photometric quality of the IRAS data with respect to the new SPIRE observations, or to the larger wavelength range sampled by SPIRE (250–500 μm) with respect to IRAS (60–100 μm).
- 2) The weak dependence of S_{60}/S_{100} on the birthrate parameter b (Figs. 3 and 4) is a further indication of a well known result, i.e. that this colour index is related to the star formation history of galaxies. This tendency, however, is much less clear than that observed in other samples (e.g. Chapman et al. 2003) just because the dynamic range in the star formation history of mass-selected HRS galaxies is quite small ($0.1 \lesssim SFR \lesssim 10 M_{\odot} \text{yr}^{-1}$). Indeed the increase of the S_{60}/S_{100} ratio as a function of the infrared luminosity reported in Chapman et al. (2003) is evident only for total infrared luminosities $L_{\text{TIR}} \geq 10^{10} L_{\odot}$, which roughly corresponds to the upper limit in the infrared luminosity sampled by the HRS galaxies (Boselli et al. 2010a).
- 3) The dependence of the SPIRE colour indices S_{250}/S_{350} , S_{350}/S_{500} and S_{250}/S_{500} on metallicity (Fig. 3) is probably a different indication of the widely known submillimetre excess in metal poor, low surface brightness dwarf galaxies (e.g. Galametz et al. 2011). Indeed, these far infrared flux density ratios are low in metal poor objects characterised by a low FUV attenuation and a low ionising and non-ionising radiation field. The observed variations in the colour–colour diagrams might be due to variations in the grain emissivity parameter β . A low value of β has been already proposed to explain the excess of the submillimetre emission at $\lambda \geq 500 \mu\text{m}$ observed in metal poor, dwarf galaxies (Galliano et al. 2005; Bendo et al. 2006; Galametz et al. 2010; O’Halloran et al. 2010; Boselli et al. 2010b). Silicates and amorphous carbons dominate the emission at long wavelengths, so if their fraction changes, different values of β might be expected (Compiegne et al. 2011). Stellar evolution models, however, do not predict for a given metallicity strong differences in the relative production of C and Si for galaxies undergoing a different star formation history that might justify a systematic difference in the abundance of silicate and carbonaceous dust grains. Despite a large uncertainty in the dust production and destruction processes, models of dust formation in galaxies determined for different star formation histories do not predict a significant difference in the fraction of carbonaceous and silicate dust grains (Dwek 1998; Calura et al. 2008). The excess of the cold dust emission in low luminosity, metal poor galaxies might have also other origins, as extensively discussed in Galametz et al. (2011).

These include a dependence of the dust grain emissivity with temperature (Dupac et al. 2003; Meny et al. 2007; Desert et al. 2008), variation of the grain emissivity with the fractal aggregation of individual amorphous grains inside molecular clouds (Paradis et al. 2009), grain coagulation (Bazell & Dwek 1990), overabundance of very small grains with grain emissivity $\beta = 1$ in extreme environments (Lisenfeld et al. 2001; Zhu et al. 2009) or spinning dust (Ferrara & Dettmar 1994).

- 4) The presence of parallel colour–colour relations for galaxies of different physical parameters in the diagrams done with flux density ratios sensitive to the position of the peak (defined by the different symbols in the relations shown in Fig. 6) indicate that the peak of the dust emission in the spectral energy distribution, and thus the mean temperature of the dust, shifts from short to long wavelengths as a function of these physical parameters.
- 5) Far infrared colours ($\lambda \geq 250 \mu\text{m}$) change with the surface brightness of the ionising and non-ionising radiation, and the FUV dust attenuation (Figs. 3, 5). This result is expected since the integrated emission of galaxies includes both HII regions along the spiral arms, where the heating sources are mainly young and massive OB stars, and the more quiescent interarm regions where dust is principally heated by the general interstellar radiation field. Although $A(\text{FUV})$ and the far infrared colour indices are not completely independent entities since $A(\text{FUV})$ is measured using the total far infrared to UV flux ratio ($A(\text{FUV}) \propto L_{\text{FIR}}/L_{\text{FUV}}$), the strong correlations observed in the S_{250}/S_{500} and S_{250}/S_{350} vs. $A(\text{FUV})$ cannot result from this underlying relation. This is due to the fact that i) the far infrared luminosity L_{FIR} used to estimate $A(\text{FUV})$ strongly depends on the total far infrared emission at $\lambda \lesssim 100 \mu\text{m}$, where most of the energy is radiated and only weakly on the dust emission at longer wavelengths; and ii) the SPIRE bands flux density ratio only depend at a second order on the total infrared luminosity that in our sample spans only three orders of magnitude. This last consideration is also valid for the S_{60}/S_{100} colour index. The dependences of the IRAS/SPIRE flux density ratio on $A(\text{FUV})$, on the contrary, might partly result from the fact that only IRAS flux densities are strongly related to the total far infrared luminosity of galaxies. The weak dependence with metallicity observed in Fig. 5 suggests that the far infrared colours of galaxies might also depend on the chemical properties of the dust grains.

Overall, this analysis indicates that the emission properties of the cold dust dominating the far infrared spectral domain are regulated by the properties of the interstellar radiation field. Consistent with that observed in nearby, resolved galaxies (Bendo et al. 2011; Boquien et al. 2011), our analysis has shown that the ionising and the non-ionising stellar radiation, including that emitted by the most evolved, cold stars, both contribute to the heating of the cold dust component. This work, however, indicates that the mean metallicity of the gaseous phase of the interstellar medium is another key parameter characterising the cold dust emission of normal, late-type galaxies.

The simple interpretation outlined in this section, however, although based on solid statistical observational results, remains in a speculative stage given the strong degeneracy in the different parameters responsible for the emission of dust (dust grain emissivity, temperature, composition), and could be confirmed only after an accurate comparison with model predictions. It is however clear that this observational evidence will be a major

constraint in the years to come for models of dust emission in galaxies.

Considering the grain emissivity parameter, we obtain consistent results ($\beta \approx 1.5$) with those obtained using similar *Herschel* data in other nearby galaxies such as the LMC (Gordon et al. 2010) and M 33 (Kramer et al. 2010). Values of $\beta = 1.2, 1.5$ and 1.8 have been determined by the Planck collaboration for the SMC, LMC and the Milky Way, respectively (Planck Collaboration 2011c). Our value is however slightly larger than the one obtained by Planck for external galaxies once their SED are fitted with a single modified black body ($\beta = 1.2, T = 26.3$ K; Planck Collaboration 2011b). All these values of $\beta \approx 1.5$ are significantly smaller than those obtained including far infrared data at shorter wavelengths ($\lambda \leq 250 \mu\text{m}$) on a similar set of galaxies ($\beta = 2$) by Davies et al. (2011; see also Fig. 9). A decrease of β with λ has been previously reported by Paradis et al. (2009). They are, however, perfectly consistent with the values obtained by Dale et al. (2012) to fit the 100–500 μm SED of KINGFISH galaxies.

6. Conclusions

We have studied for the first time the far infrared (60–500 μm) colours of normal, late-type galaxies using new data recently obtained by the *Herschel* space mission. We have determined the relationships between different far infrared colour indices, defined as flux density ratios using the two IRAS bands at 60 and 100 μm and the three SPIRE bands at 250, 350 and 500 μm , and compared them to various tracers of the physical properties of the target galaxies. These are the present day star formation activity *SFR*, the birthrate parameter *b* or equivalently the specific star formation rate *SSFR*, the surface brightness of the bulk of the stellar emission $\mu_e(H)$ and that of the ionising stellar radiation $\Sigma(H\alpha)$, the metallicity $12+\log(\text{O}/\text{H})$, and the internal attenuation $A(H\alpha)$ and $A(\text{FUV})$. Our analysis has shown that:

- These far infrared colour indices are correlated with each other. Tight correlations are observed only for infrared indices close in λ .
- The far infrared colour indices are only partly related to the different tracers of the physical properties of the analysed galaxies. A tight correlation is observed only between the cold dust sensitive flux density ratios S_{250}/S_{350} and S_{250}/S_{500} and the surface brightness of both the ionising and non-ionising radiation and $A(\text{FUV})$. More dispersed relations are observed between the flux density ratios sensitive to the position of the peak of the far infrared emission (S_{60}/S_{250} , S_{100}/S_{250} , S_{100}/S_{500}) and $\Sigma(H\alpha)$ and $\mu_e(H)$. Coarse relations are observed between the cold dust colour indices S_{250}/S_{350} and S_{250}/S_{500} and the metallicity $12+\log(\text{O}/\text{H})$, while the relationships between the other far infrared colours and the other physical tracers, if present, are very dispersed.
- We have shown that galaxies can be well segregated in the direction perpendicular to the main colour–colour relations determined using far infrared bands ($\lambda \geq 100 \mu\text{m}$) by means of their physical parameters, whose relative importance changes with the sampled spectral domain. Among these, the metallicity and the history of star formation, or equivalently the hardness of the interstellar radiation field, seem the most important parameters. The variation along the observed colour–colour relations, on the contrary, depends only weakly on all the physical parameters.
- We have also shown that a single modified black body with a grain emissivity index $\beta = 1.5$ better fits the observed

SPIRE flux density ratios S_{250}/S_{350} vs. S_{350}/S_{500} than $\beta = 2$. Values of β close to 2 are possible only in metal rich, high surface brightness galaxies, while $\beta \lesssim 1.5$ are more representative of metal poor, low surface brightness objects.

These results are strong constraints for the study of the physical properties of the dust grains emitting in the far infrared spectral domain. They first show that the properties of the large dust grains responsible for the emission in this spectral domain are not universal but rather change according to the physical properties of galaxies. The metallicity, the intensity of the ionising and non-ionising radiation fields as well as the hardness of the incident radiation are indeed key parameters in regulating the dust emission in the far infrared spectral domain.

The observational evidence presented in this work is statistically significant. Its interpretation, however, here done only on phenomenological bases, requires an accurate comparison with different dust models for a more complete understanding of the properties of the cold dust dominating the emission of galaxies in the far infrared spectral domain. To this purpose, we have collected *Spitzer* data at shorter wavelengths ($3 \leq \lambda \leq 160 \mu\text{m}$) to map the dust emission on the widest possible spectral range. These data, that will be soon combined with new PACS observations (Davies et al. 2011), will allow us to reconstruct the UV to radio continuum spectral energy distribution of this complete sample of galaxies necessary for a combined study of the heating sources and of the emitting dust (Ciesla et al., Boquien et al., in prep.). The comparison of the observed spectral energy distributions with different models available in the literature will definitely help us in making a further step in the comprehension of the emitting properties of the interstellar dust and their interrelationships with the other physical parameters characterising the properties of the interstellar medium. The first observational evidence presented in this work might have strong implications in the study of galaxies at high redshift. They indeed show that the far infrared colours of galaxies, and thus their spectral energy distributions, might change as a function of the intensity of the interstellar radiation field and the metallicity, physical parameters that strongly evolve during the cosmic time. If possible variations in the star formation activity, and indirectly of the stellar radiation field, are often considered in cosmological studies (e.g. Elbaz et al. 2011), metallicity variations are still neglected. At the same time our results indicate that the assumption of a single modified black body with a grain emissivity parameter $\beta = 1.5$ used to characterise the far infrared-submillimetre emission of galaxies at high redshift (e.g. Magdis et al. 2010a,b; Hwang et al. 2010) is justified by the properties of nearby objects.

Acknowledgements. We thank the referee, D. Dale, for precious comments which helped improving the quality of the manuscript. SPIRE has been developed by a consortium of institutes led by Cardiff Univ. (UK) and including Univ. Lethbridge (Canada); NAOC (China); CEA, LAM (France); IFSI, Univ. Padua (Italy); IAC (Spain); Stockholm Observatory (Sweden); Imperial College London, RAL, UCL-MSSL, UKATC, Univ. Sussex (UK); Caltech, JPL, NHSC, Univ. Colorado (USA). This development has been supported by national funding agencies: CSA (Canada); NAOC (China); CEA, CNES, CNRS (France); ASI (Italy); MCINN (Spain); SNSB (Sweden); STFC, UKSA (UK); and NASA (USA). This research has made use of the NASA/IPAC Extragalactic Database (NED) which is operated by the Jet Propulsion Laboratory, California Institute of Technology, under contract with the National Aeronautics and Space Administration. The research leading to these results has received funding from the European Community's Seventh Framework Programme (FP7/2007-2013) under grant agreement No. 229517. This research has made use of the NASA/IPAC Extragalactic Database (NED) which is operated by the Jet Propulsion Laboratory, California Institute of Technology, under contract with the National Aeronautics and Space Administration and of the GOLDMine database (<http://goldmine.mib.infn.it/>).

References

- Amblard, A., Coorey, A., Serra, P., et al. 2010, *A&A*, 518, L9
- Anderson, L., Zavagno, A., Rodon, J., et al. 2010, *A&A*, 518, L92
- Bakes, E., & Tielens, A. 1994, *ApJ*, 427, 822
- Bazell, D., & Dwek, E. 1990, *ApJ*, 360, 142
- Bendo, G., Joseph, R., Wells, M., et al. 2003, *AJ*, 125, 2361
- Bendo, G., Dale, D., Draine, B., et al. 2006, *ApJ*, 652, 283
- Bendo, G., Boselli, A., Dariush, A., et al. 2012, *MNRAS*, 419, 1833
- Bianchi, S., Alton, P., Davies, J., & Trewheella, M. 1998, *MNRAS*, 298, L49
- Bianchi, S., Davies, J., & Alton, P. 1999, *A&A*, 344, L1
- Boquien, M., Calzetti, D., Combes, F., et al. 2011, *AJ*, 142, 111
- Boselli, A., & Gavazzi, G. 2006, *PASP*, 118, 517
- Boselli, A., & Gavazzi, G. 2009, *A&A*, 508, 201
- Boselli, A., Gavazzi, G., Donas, J., & Scodreggio, M. 2001, *AJ*, 121, 753
- Boselli, A., Sauvage, M., Lequeux, J., Donati, A., & Gavazzi, G. 2003, *A&A*, 406, 867
- Boselli, A., Boissier, S., Cortese, L., et al. 2009, *ApJ*, 706, 1527
- Boselli, A., Eales, S., Cortese, L., et al. 2010a, *PASP*, 122, 261
- Boselli, A., Ciesla, L., Buat, V., et al. 2010b, *A&A*, 518, L61
- Boselli, A., Boissier, S., Heinis, S., et al. 2011, *A&A*, 528, A107
- Bracco, A., Cooray, A., Veneziani, M., et al. 2011, *MNRAS*, 412, 1151
- Brinchmann, J., Charlot, S., White, S., et al. 2004, *MNRAS*, 351, 1151
- Calzetti, D. 2001, *PASP*, 113, 1449
- Chapman, S., Helou, G., Lewis, G., & Dale, D. 2003, *ApJ*, 588, 186
- Compiegne, M., Verstraete, L., Jones, A., et al. 2011, *A&A*, 525, A103
- Cortese, L., Boselli, A., Franzetti, P., et al. 2008, *MNRAS*, 386, 1157
- Cortese, L., Bendo, G., Boselli, A., et al. 2010a, *A&A*, 518, A322
- Cortese, L., Davies, J., Pohlen, M., et al. 2010b, *A&A*, 518, A253
- Cortese, L., Ciesla, L., Boselli, A., et al. 2012, *A&A*, in press, DOI 10.1051/0004-6361/201118499
- Dale, D., Bendo, G., Engelbracht, C., et al. 2005, *ApJ*, 633, 857
- Dale, D., Gil de Paz, A., Gordon, K., et al. 2007, *ApJ*, 655, 863
- Dale, D., Aniano, G., Engelbracht, C., et al. 2012, *ApJ*, 745, 95
- Davies, J., Baes, M., Bendo, G., et al. 2010, *A&A*, 518, 71
- Davies, J., Bianchi, S., Cortese, L., et al. 2011, *MNRAS*
- de Graauw, T., Helmich, F., Phillips, T., et al. 2010, *A&A*, 518, 39
- Desert, F. X., Boulanger, F., & Puget, J. L. 1990, *A&A*, 237, 215
- Desert, F. X., Macias-Perez, J. F., Mayet, F., et al. 2008, *A&A*, 481, 411
- Draine, B. 2003, *ARA&A*, 41, 241
- Draine, B., & Li, A. 2007, *ApJ*, 657, 810
- Dunne, L., & Eales, S. 2001, *MNRAS*, 327, 697
- Dunne, L., Eales, S., Edmunds, M., et al. 2000, *MNRAS*, 315, 115
- Dunne, L., Gomez, E., da Cunha, E., et al. 2011, *MNRAS*, 417, 1510
- Dupac, X., Bernard, J. P., Boudet, N., et al. 2003, *A&A*, 404, L11
- Dwek, E., Arendt, R., Fixsen, D., et al. 1997, *ApJ*, 475, 565
- Elbaz, D., Dickinson, M., Hawang, H., et al. 2011, *A&A*, 533, A119
- Ferrara, A., & Dettmar, R. 1994, *ApJ*, 427, 155
- Galametz, M., Madden, S., Galliano, F., et al. 2010, *A&A*, 518, A282
- Galametz, M., Madden, S., Galliano, F., et al. 2011, *A&A*, 532, A56
- Galliano, F., Madden, S., Jones, A., Wilson, C., & Bernard, J. 2005, *A&A*, 434, 867
- Gavazzi, G., Boselli, A., Scodreggio, M., Pierini, D., & Belsole, E. 1999, *MNRAS*, 304, 595
- Gavazzi, G., Franzetti, P., Scodreggio, M., Boselli, A., & Pierini, D., 2000, *A&A*, 361, 863
- Gavazzi, G., Boselli, A., Donati, A., Franzetti, P., & Scodreggio, M. 2003, *A&A*, 400, 451
- Gavazzi, G., Zaccardo, A., Sanvito, G., Boselli, A., & Bonfanti, C. 2004, *A&A*, 417, 499
- Gordon, K., Galliano, F., Hony, S., et al. 2010, *A&A*, 518, L89
- Griffin, M., Abergel, A., Abreu, A., et al. 2010, *A&A*, 518, A21
- Haynes, M., & Giovanelli, R. 1984, *AJ*, 89, 758
- Helou, G. 1986, *ApJ*, 311, L83
- Hildebrand, R. 1983, *QJRAS*, 24, 267
- Hollenbach, D., & Salpeter, E. 1971, *ApJ*, 163, 155
- Hwang, H., Elbaz, D., Magdis, G., et al. 2010, *MNRAS*, 409, 75
- Jarrett, T., Chester, T., Cutri, R., Schneider, S., & Huchra, J. 2003, *AJ*, 125, 525
- Kennicutt, R. 1998, *ARA&A*, 36, 189
- Kennicutt, R., Tamblyn, P., & Congdon, C. 1994, *ApJ*, 435, 22
- Kessler, M., Steinz, J., Anderegg, M., et al. 1996, *A&A*, 315, L27
- Kewley, L., & Ellison, S. 2008, *ApJ*, 681, 1183
- Korn, A., Keller, S., Kaufer, A., et al. 2002, *A&A*, 385, 143
- Kramer, C., Buchbender, C., Xilouris, E., et al. 2010, *A&A*, 518, L67
- Lisenfeld, U., Sievers, A., Israel, F., & Stil, J. 2001, *Astrophys. Space Sci. Suppl.*, 277, 105
- Magdis, G., Elbaz, D., Hwang, H., et al. 2010a, *MNRAS*, 409, 22
- Magdis, G., Elbaz, D., Hwang, H., et al. 2010b, *ApJ*, 720, L85
- Magrini, L., Bianchi, S., Corbelli, E., et al. 2011, *A&A*, 535, A13
- Mathis, J., Ruml, W., & Nordsieck, K. 1977, *ApJ*, 217, 425
- Meny, C., Gromov, V., Boudet, N., et al. 2007, *A&A*, 468, 171
- Moshir, M., Kopan, G., Conrow, T., et al. 1990, *IRAS faint source catalogue*, version 2.0
- Murakami, H., Baba, H., Barthel, P., et al. 2007, *PASJ*, 59, 369
- O'Halloran, B., Galametz, M., Madden, S., et al. 2010, *A&A*, 518, 297
- Paradis, D., Bernard, J. P., & Meny, C. 2009, *A&A*, 506, 745
- Pettini, M., & Pagel, B. 2004, *MNRAS*, 348, L59
- Pilbratt, G., Riedinger, J. R., Passvogel, T., et al. 2010, *A&A*, 518, 3
- Planck Collaboration 2011a, *A&A*, 536, A24
- Planck Collaboration 2011b, *A&A*, 536, A16
- Planck Collaboration 2011c, *A&A*, 536, A17
- Poglitsch, A., Wealkens, C., Geis, N., et al. 2010, *A&A*, 518, A9
- Pohlen, M., Cortese, L., Smith, M., et al. 2010, *A&A*, 518, A72
- Reach, W. Dwek, E., Fixsen, D., et al. 1995, *ApJ*, 451, 188
- Rolleston, W., Venn, K., Tolstoy, E., & Dufton, P. 2003, *A&A*, 400, 21
- Rowan-Robinson, M., & Crawford, J. 1989, *MNRAS*, 238, 523
- Rudolph, A., Fich, M., Bell, G., Norsen, T., & Simpson, J. 2006, *ApJS*, 162, 346
- Sanders, D., Mazzarella, J., Kim, D., Surace, J., & Soifer, B. 2003, *AJ*, 126, 1607
- Sauvage, M., & Thuan, T. 1992, *ApJ*, 396, L69
- Shetty, R., Kauffmann, J., Schnee, S., & Goodman, A. 2009, *ApJ*, 696, 676
- Smith, D., Dunne, L., da Cunha, E., et al. 2011, *MNRAS*, submitted
- Smith, M., Gomez, H., Eales, S., et al. 2012, *ApJ*, in press
- Soifer, B., Boehmer, L., Neugebauer, G., & Sanders, D. 1989, *AJ*, 98, 766
- Swinyard, B., Ade, P., Baluteau, J. P., et al. 2010, *A&A*, 518, 28
- Thuan, T., & Sauvage, M. 1992, *A&AS*, 92, 749
- Valiante, R., Schneider, R., Bianchi, S., & Andersen, A. 2009, *MNRAS*, 397, 1661
- Veneziani, M., Ade, P., Bock, J., et al. 2010, *ApJ*, 713, 959
- Werner, M., Roellig, T., Low, F., et al. 2004, *ApJS*, 154, 1
- Whittet, D. 1992, in *Dust in the galactic environment* (Institute of Physics publishing)
- Young, J., Allen, L., Kenney, J., Lesser, A., & Rownd, B. 1996, *AJ*, 112, 1903
- Zhu, M., Papadopoulos, P., Xilouris, E., Kuno, N., & Lisenfeld, U. 2009, *ApJ*, 706, 941

Appendix A: Mutual correlations among the different physical parameters

The physical parameters used to trace the properties of the galaxies analysed in this work, although determined using independent data, can trace non completely independent variables. The *SFR*, the birthrate parameter b and the surface brightness of the ionising radiation $\Sigma(H\alpha)$, for instance, are all strongly related to the present day star formation activity. The effective surface brightness $\mu_e(H)$ traces the distribution of the evolved stars dominating the stellar mass of galaxies. The total stellar mass is also necessary to estimate the birthrate parameter. $A(H\alpha)$ and $A(FUV)$ are two independent tracers of the dust extinction within galaxies. These different physical parameters might thus be mutually related, as shown in Fig. A.1 and Table A.1.

Figure A.1 shows a tight correlation between the surface brightness of the very evolved, cold stars $\mu_e(H)$ and the UV attenuation $A(FUV)$ ($r = -0.57$) indicating that in normal, star forming galaxies dust absorbs at the same time the photons emitted by the newly formed stars and by the most evolved stellar populations. $\Sigma(H\alpha)$, *SFR* and b , as previously mentioned, are not fully independent tracers since all related with the present day star formation activity of galaxies. Surprisingly, however, the mutual relations between these parameters are very dispersed. The correlation between $\mu_e(H)$ and $\Sigma(H\alpha)$ suggests that the surface density of all kind of stars increases independently of their age in the galaxies analysed in this work. Naturally, the two

independent dust extinction tracers $A(H\alpha)$ and $A(FUV)$ are mutually related (e.g. Calzetti 2001; Boselli et al. 2009). The trends observed between $A(FUV)$ (and $A(H\alpha)$) and $\Sigma(H\alpha)$ or $\mu_e(H)$ suggest that all the stellar radiation participates to the heating of the dust emitting in the far infrared. The relations with the metallicity index $12 + \log(O/H)$ are weak ($r \simeq 0.4-0.5$), and suggest, as expected, that the dust extinction is more important in metal rich objects. They also show that the metallicity is coupled with the star formation history of galaxies (b), and is generally higher in high surface brightness evolved systems than in star forming, low surface brightness objects.

Appendix B: Colour-colour diagrams vs. physical parameters

To extend the analysis done in Sect. 4, we plot here for completeness all the colour-colour diagrams shown in Fig. 2 for galaxies coded according to different physical parameters. The codes used are the same than those used in Figs. 4–7, where the threshold in the physical parameters are: metal content $12 + \log(O/H) = 8.55$; $H\alpha$ surface brightness $\log \Sigma(H\alpha) = 38.6 \text{ erg s}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$; birthrate parameter $\log b = 0.2$; H -band effective surface brightness $\mu_e(H) = 19 \text{ AB mag arcsec}^{-2}$; FUV attenuation $A(FUV) = 1.4 \text{ mag}$. The general behaviors described in Sect. 4 can be observed also in the Figs. B.1–B.5.

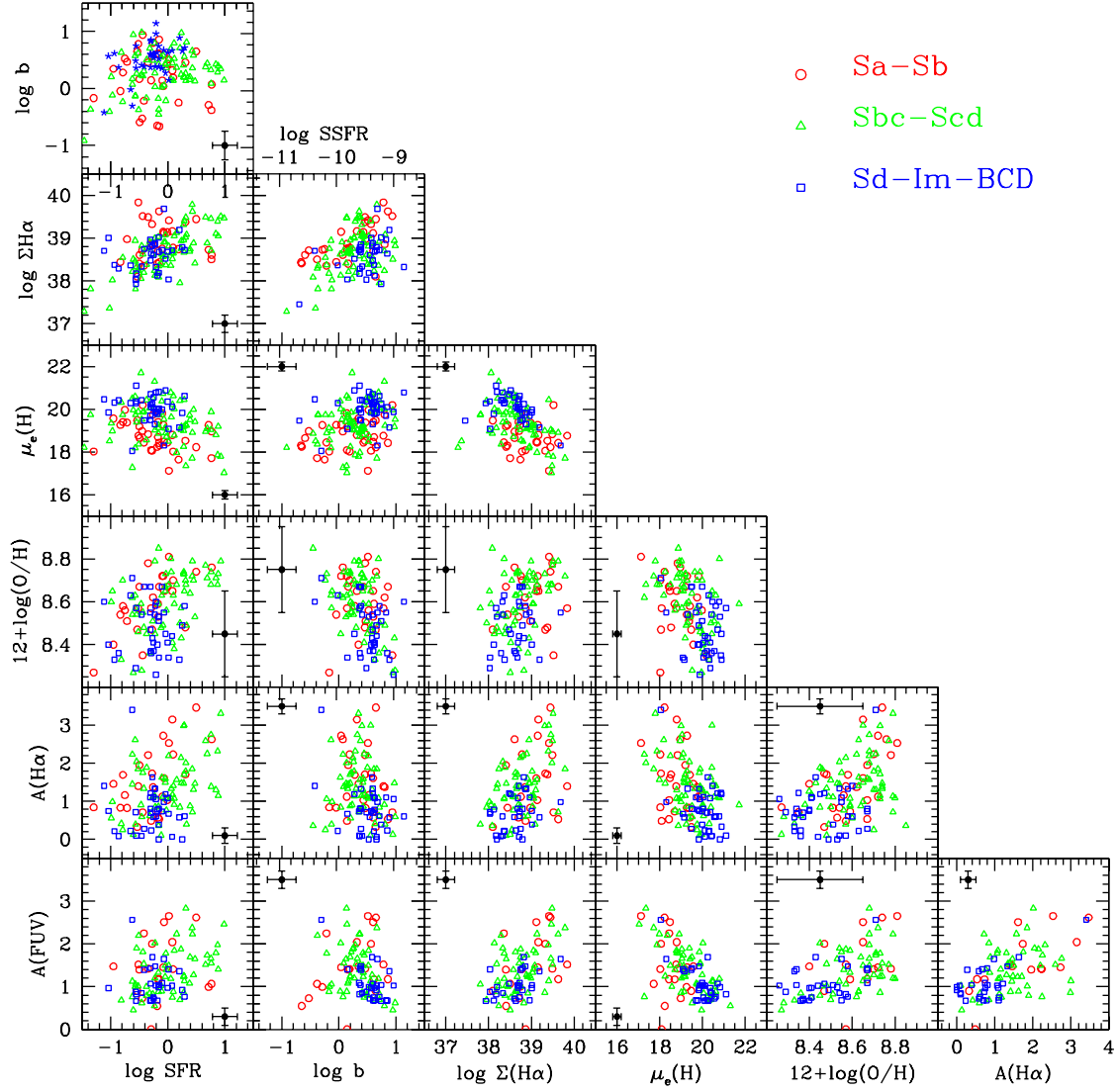


Fig. A.1. The relationships between the different parameters used to trace the physical properties characterizing the target galaxies: the logarithm of the star formation rate SFR (in $M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$), the logarithm of the birthrate parameter b (or $SSFR$), the logarithm of the $H\alpha$ effective surface brightness (in $\text{erg s}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$), the H -band effective surface brightness (in $\text{AB mag arcsec}^{-2}$), the metallicity index $12 + \log(\text{O}/\text{H})$, the Balmer decrement $A(H\alpha)$ (in magnitudes) and the FUV attenuation $A(\text{FUV})$ (in magnitudes). Red open circles for Sa-Sb, green empty triangles for Sbc-Scd and blue open squares for Sd-Im-BCD. The typical error bar is indicated with a black cross.

Table A.1. Spearman correlation coefficients of the relations between the different physical parameters (Fig. A.1).

Y -colour	$\log SFR$	$\log b$	$\log \Sigma(H\alpha)$	$\mu_e(H)$	$12 + \log(\text{O}/\text{H})$	$A(H\alpha)$
Units	$M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$		$\text{erg s}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$	$\text{AB mag arcsec}^{-2}$		mag
$\log b$	0.11					
$\log \Sigma(H\alpha)$	0.56	0.24				
$\mu_e(H)$	-0.25	0.35	-0.39			
$12 + \log(\text{O}/\text{H})$	0.44	-0.55	0.43	-0.50		
$A(H\alpha)$	0.34	-0.28	0.33	-0.43	0.47	
$A(\text{FUV})$	0.36	-0.38	0.45	-0.57	0.54	0.56

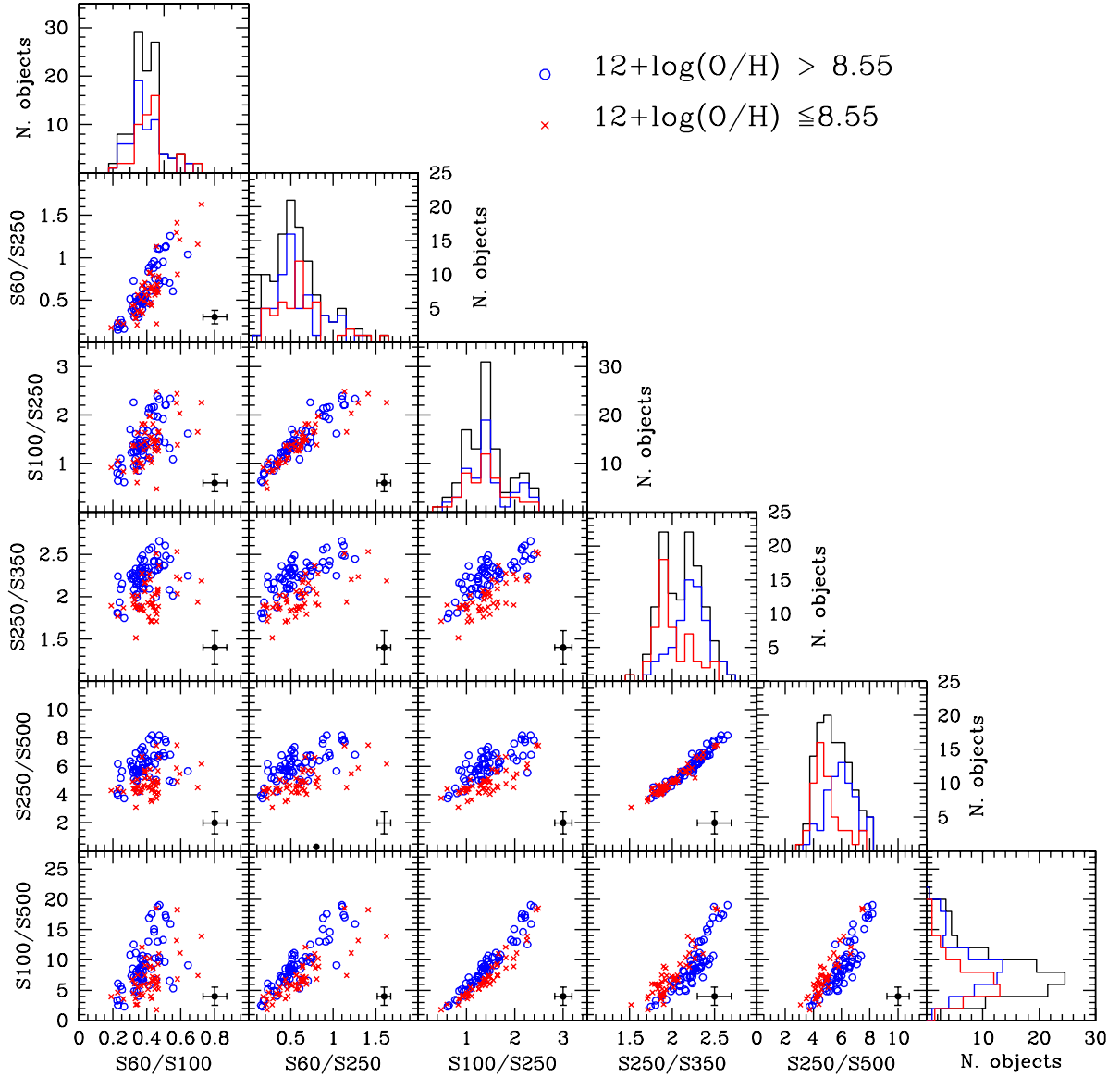


Fig. B.1. Far infrared colour-colour diagrams, equivalent to those shown in Fig. 2, with galaxies coded according to their mean metal content, with blue open circles for metal rich galaxies ($12 + \log(\text{O}/\text{H}) > 8.55$) and red crosses for metal poor objects ($12 + \log(\text{O}/\text{H}) \leq 8.55$). The black histogram gives the distribution of all galaxies along the X-axis, while the coloured histograms those of the two subsamples of galaxies selected according to their metallicity.

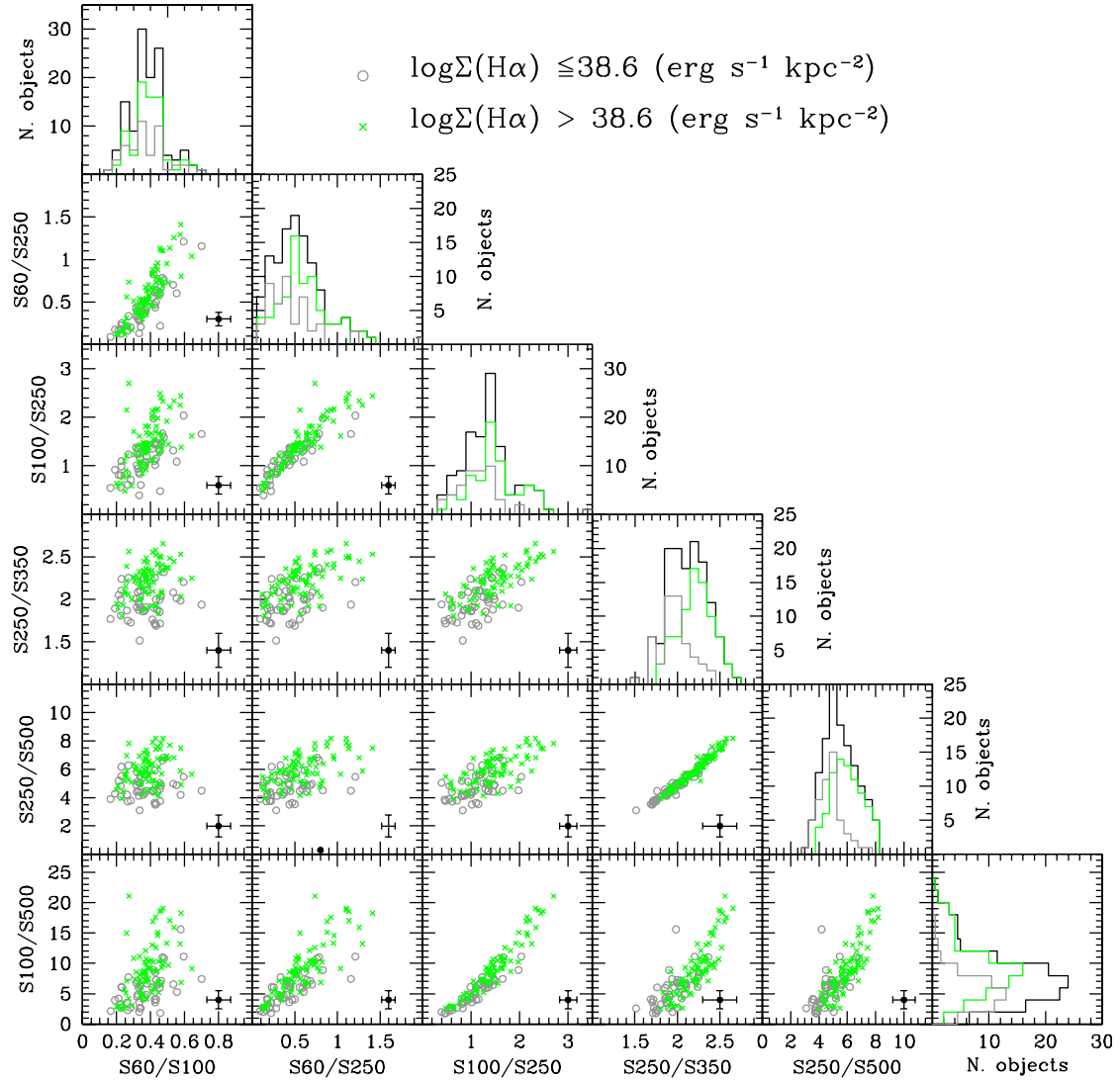


Fig. B.2. Far infrared colour–colour diagrams, equivalent to those shown in Fig. 2, with galaxies coded according to their $\text{H}\alpha$ surface brightness, with green crosses for objects with $\log \Sigma(\text{H}\alpha) > 38.6 \text{ erg s}^{-1} \text{kpc}^{-2}$ and grey open circles for galaxies with $\log \Sigma(\text{H}\alpha) \leq 38.6 \text{ erg s}^{-1} \text{kpc}^{-2}$. The black histogram gives the distribution of all galaxies along the X-axis, while the coloured histograms those of the two subsamples of galaxies selected according to their $\text{H}\alpha$ surface brightness.

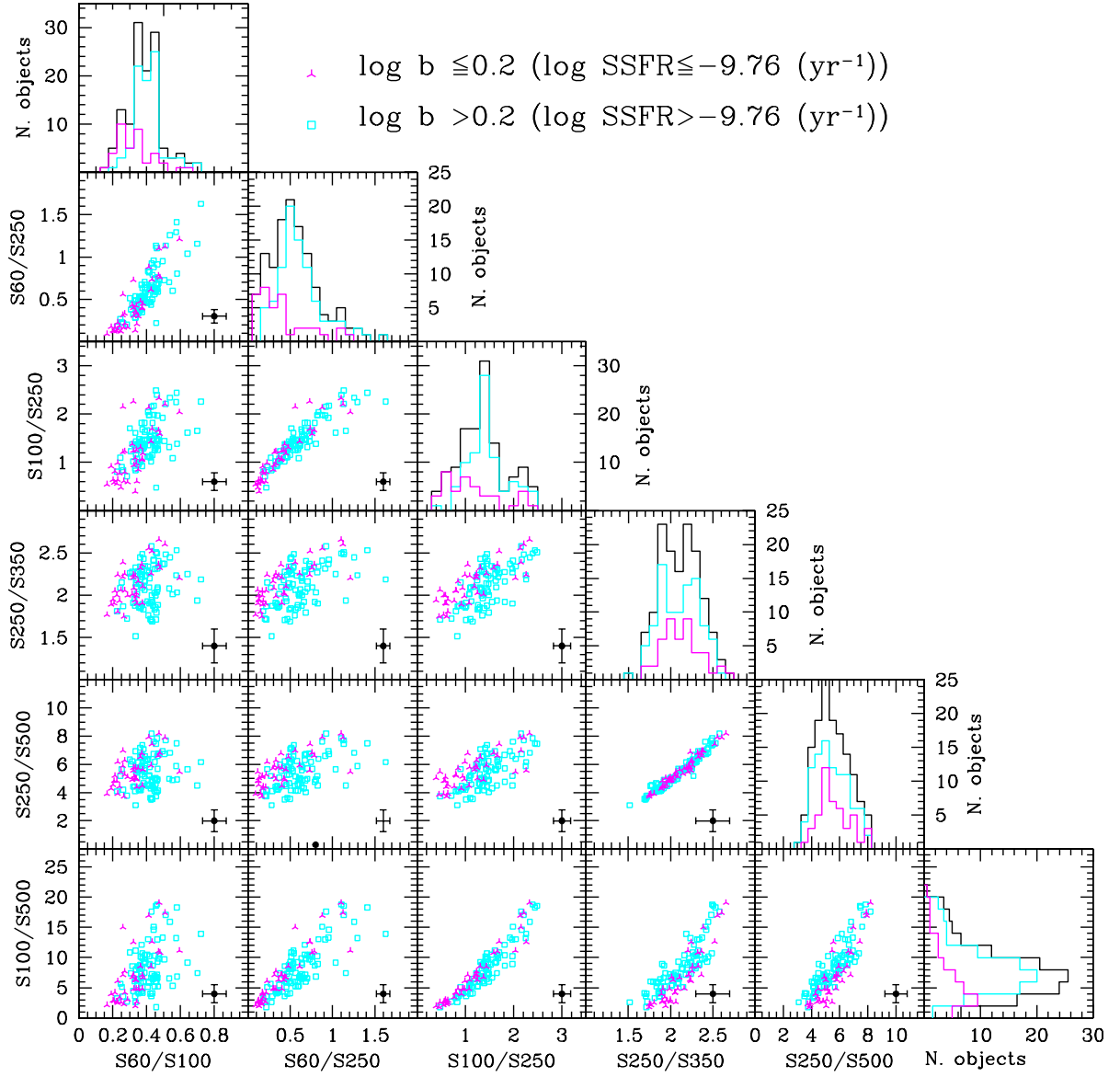


Fig. B.3. Far infrared colour-colour diagrams, equivalent to those shown in Fig. 2, with galaxies coded according to their birthrate parameter, with cyan open squares for objects with $\log b > 0.2$ and magenta three points stars for galaxies with $\log b \leq 0.2$. The black histogram gives the distribution of all galaxies along the X-axis, while the coloured histograms those of the two subsamples of galaxies selected according to their birthrate parameter.

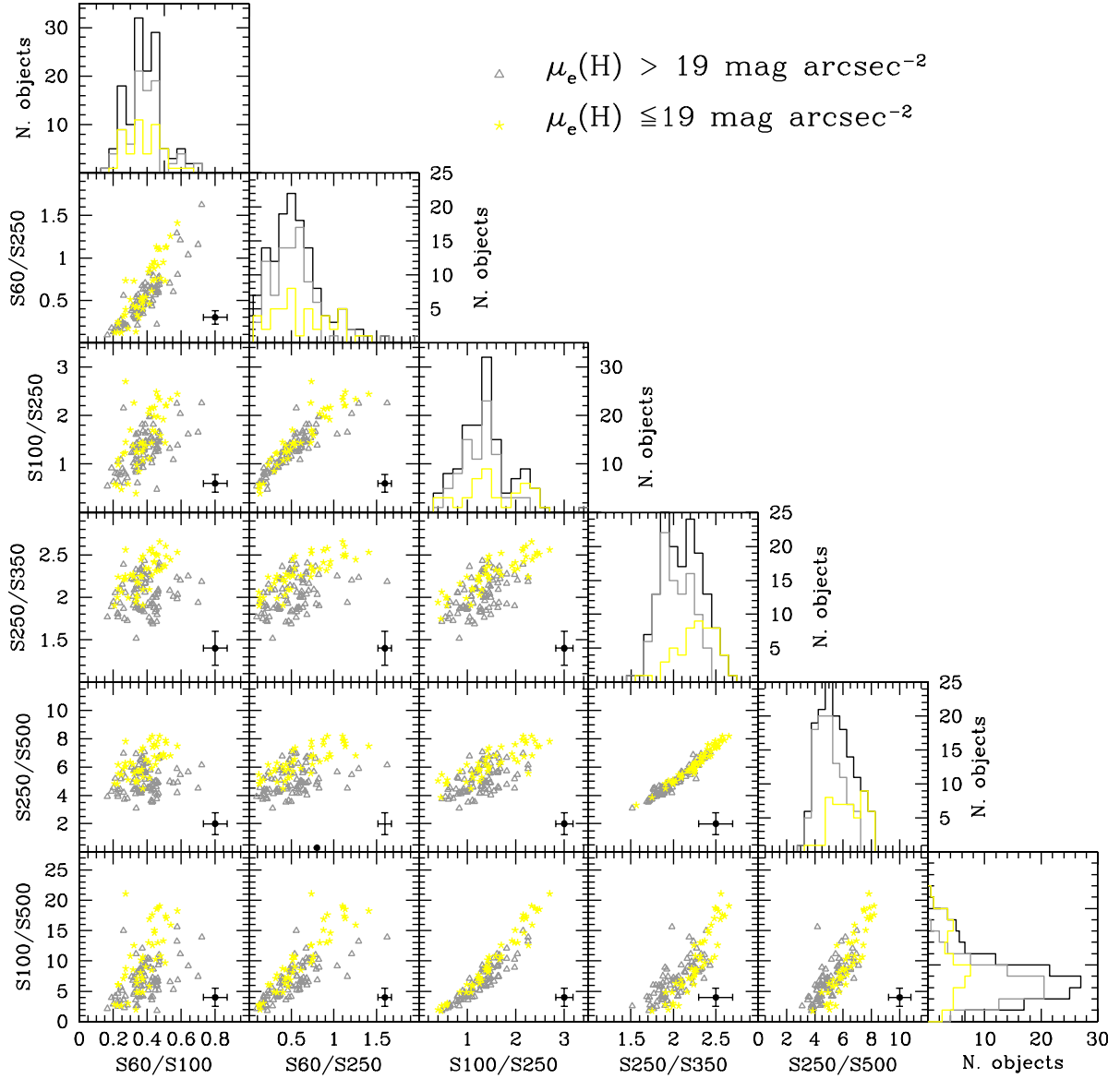


Fig. B.4. Far infrared colour-colour diagrams, equivalent to those shown in Fig. 2, with galaxies coded according to their effective surface brightness, with grey open triangles for objects with $\mu_e(H) > 19 \text{ mag arcsec}^{-2}$ and yellow asterisks for galaxies with $\mu_e(H) \leq 19 \text{ mag arcsec}^{-2}$. The black histogram gives the distribution of all galaxies along the X-axis, while the coloured histograms those of the two subsamples of galaxies selected according to their *H* band effective surface brightness.

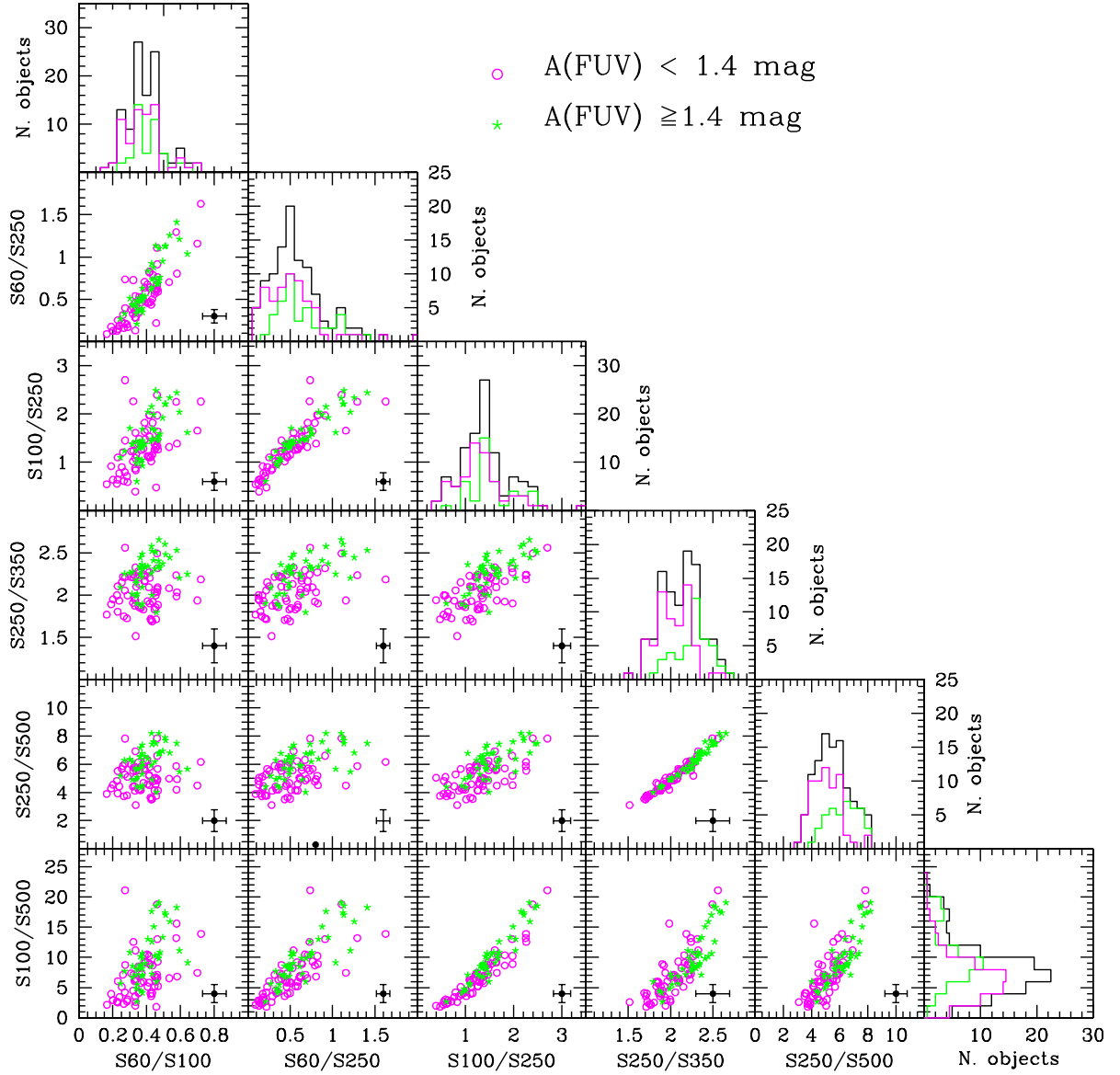


Fig. B.5. Far infrared colour-colour diagrams, equivalent to those shown in Fig. 2, with galaxies coded according to their FUV attenuation, magenta open circles for galaxies with a low attenuation ($A(\text{FUV}) < 1.4$) and green asterisks for objects with $A(\text{FUV}) \geq 1.4$. The black histogram gives the distribution of all galaxies along the X-axis, while the coloured histograms show those of the two subsamples of galaxies selected according to their FUV attenuation.

Bibliographie

- Abadi, M. G., Moore, B., & Bower, R. G. 1999, MNRAS, 308, 947
- Abazajian, K. N., Adelman-McCarthy, J. K., Agüeros, M. A., et al. 2009, ApJS, 182, 543
- Amblard, A., Cooray, A., Serra, P., et al. 2010, A&A, 518, L9
- Aniano, G., Draine, B. T., Calzetti, D., et al. 2012, ApJ, 756, 138
- Baes, M., Clemens, M., Xilouris, E. M., et al. 2010, A&A, 518, L53
- Barnes, D. G., Staveley-Smith, L., de Blok, W. J. G., et al. 2001, MNRAS, 322, 486
- Bendo, G. J., Boselli, A., Dariush, A., et al. 2012a, MNRAS, 419, 1833
- Bendo, G. J., Galliano, F., & Madden, S. C. 2012b, ArXiv e-prints, 1202.4629
- Bendo, G. J., Wilson, C. D., Warren, B. E., et al. 2010, MNRAS, 402, 1409
- Bicay, M. D. & Giovanelli, R. 1987, ApJ, 321, 645
- Binggeli, B. 1999, in Lecture Notes in Physics, Berlin Springer Verlag, Vol. 530, The Radio Galaxy Messier 87, ed. H.-J. Röser & K. Meisenheimer, 9
- Binggeli, B., Sandage, A., & Tammann, G. A. 1985, AJ, 90, 1681
- Binggeli, B., Tammann, G. A., & Sandage, A. 1987, AJ, 94, 251
- Boissier, S. & Prantzos, N. 2000, MNRAS, 312, 398
- Boselli, A. 2011, A Panchromatic View of Galaxies
- Boselli, A., Boissier, S., Cortese, L., et al. 2009, ApJ, 706, 1527
- Boselli, A., Boissier, S., Heinis, S., et al. 2011a, A&A, 528, A107
- Boselli, A., Boissier, S., Heinis, S., et al. 2011b, A&A, 528, A107
- Boselli, A., Casoli, F., & Lequeux, J. 1995, A&AS, 110, 521
- Boselli, A., Ciesla, L., Buat, V., et al. 2010a, A&A, 518, L61
- Boselli, A., Ciesla, L., Cortese, L., et al. 2012, ArXiv e-prints, 1201.2305
- Boselli, A., Eales, S., Cortese, L., et al. 2010b, PASP, 122, 261
- Boselli, A. & Gavazzi, G. 2002, A&A, 386, 124
- Boselli, A. & Gavazzi, G. 2006, PASP, 118, 517

- Boselli, A. & Gavazzi, G. 2009, *A&A*, 508, 201
- Boselli, A., Gavazzi, G., Donas, J., & Scodeggio, M. 2001, *AJ*, 121, 753
- Boselli, A., Gavazzi, G., Franzetti, P., Pierini, D., & Scodeggio, M. 2000, *A&AS*, 142, 73
- Boselli, A., Lequeux, J., Contursi, A., et al. 1997, *A&A*, 324, L13
- Boselli, A., Lequeux, J., & Gavazzi, G. 2002, *Ap&SS*, 281, 127
- Boselli, A., Lequeux, J., & Gavazzi, G. 2004, *A&A*, 428, 409
- Boselli, A., Lequeux, J., Sauvage, M., et al. 1998, *A&A*, 335, 53
- Boselli, A., Sauvage, M., Lequeux, J., Donati, A., & Gavazzi, G. 2003, *A&A*, 406, 867
- Bregman, J. N., Snider, B. A., Grego, L., & Cox, C. V. 1998, *ApJ*, 499, 670
- Brinchmann, J., Charlot, S., White, S. D. M., et al. 2004, *MNRAS*, 351, 1151
- Bruzual A., G. 1983, *ApJ*, 273, 105
- Bruzual A., G. & Charlot, S. 1993, *ApJ*, 405, 538
- Burgarella, D., Buat, V., & Iglesias-Páramo, J. 2005, *MNRAS*, 360, 1413
- Calzetti, D., Armus, L., Bohlin, R. C., et al. 2000, *ApJ*, 533, 682
- Calzetti, D., Wu, S.-Y., Hong, S., et al. 2010, *ApJ*, 714, 1256
- Carlstrom, J. E. & Kronberg, P. P. 1991, *ApJ*, 366, 422
- Cayatte, V., van Gorkom, J. H., Balkowski, C., & Kotanyi, C. 1990, *AJ*, 100, 604
- Chapman, S. C., Blain, A. W., Ivison, R. J., & Smail, I. R. 2003, *Nature*, 422, 695
- Chary, R. & Elbaz, D. 2001, *ApJ*, 556, 562
- Chung, A., van Gorkom, J. H., Kenney, J. D. P., Cowl, H., & Vollmer, B. 2009, *AJ*, 138, 1741
- Chung, A., van Gorkom, J. H., Kenney, J. D. P., & Vollmer, B. 2007, *ApJ Lett.*, 659, L115
- Ciesla, L., Boselli, A., Smith, M. W. L., et al. 2012, *A&A*, 543, A161
- Cole, S., Norberg, P., Baugh, C. M., et al. 2001, *MNRAS*, 326, 255
- Condon, J. J. 1992, *ARA&A*, 30, 575
- Condon, J. J., Cotton, W. D., Greisen, E. W., et al. 2002, *VizieR Online Data Catalog*, 8065, 0
- Condon, J. J. & Yin, Q. F. 1990, *ApJ*, 357, 97

- Cortese, L., Bendo, G. J., Boselli, A., et al. 2010, *A&A*, 518, L63
- Cortese, L., Boissier, S., Boselli, A., et al. 2012, *ArXiv e-prints*
- Cortese, L., Boselli, A., Franzetti, P., et al. 2008, *MNRAS*, 386, 1157
- Cowie, L. L. & Songaila, A. 1977, *Nature*, 266, 501
- Cowie, L. L., Songaila, A., Hu, E. M., & Cohen, J. G. 1996, *AJ*, 112, 839
- Dale, D. A., Bendo, G. J., Engelbracht, C. W., et al. 2005, *ApJ*, 633, 857
- Dale, D. A., Gil de Paz, A., Gordon, K. D., et al. 2007, *ApJ*, 655, 863
- Dale, D. A. & Helou, G. 2002, *ApJ*, 576, 159
- Davies, J. I., Alton, P., Bianchi, S., & Trewhella, M. 1998, *MNRAS*, 300, 1006
- Davies, J. I., Baes, M., Bendo, G. J., et al. 2010, *A&A*, 518, L48
- Davies, J. I., Bianchi, S., Cortese, L., et al. 2012, *MNRAS*, 419, 3505
- de Graauw, T., Helmich, F. P., Phillips, T. G., et al. 2010, *A&A*, 518, L6
- de Jong, T., Klein, U., Wielebinski, R., & Wunderlich, E. 1985, *A&A*, 147, L6
- de Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A., Corwin, Jr., H. G., et al. 1991, *S&T*, 82, 621
- Decarli, R., Gavazzi, G., Arosio, I., et al. 2007, *MNRAS*, 381, 136
- Desert, F.-X., Boulanger, F., & Puget, J. L. 1990, *A&A*, 237, 215
- Devereux, N. A. & Young, J. S. 1990, in *NASA Conference Publication*, Vol. 3084, *NASA Conference Publication*, ed. D. J. Hollenbach & H. A. Thronson Jr., 92
- Doyon, R. & Joseph, R. D. 1989, *Ap&SS*, 157, 211
- Draine, B. T. 1978, *ApJS*, 36, 595
- Draine, B. T. 1994, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 58, *The First Symposium on the Infrared Cirrus and Diffuse Interstellar Clouds*, ed. R. M. Cutri & W. B. Latter, 227
- Draine, B. T. 2003, *ARA&A*, 41, 241
- Draine, B. T., Dale, D. A., Bendo, G., et al. 2007, *ApJ*, 663, 866
- Draine, B. T. & Lee, H. M. 1984, *ApJ*, 285, 89
- Draine, B. T. & Li, A. 2007, *ApJ*, 657, 810
- Dressel, L. L. & Condon, J. J. 1978, *ApJS*, 36, 53

- Dressler, A. 1980, *ApJ*, 236, 351
- Duley, W. W. & Williams, D. A. 1986, *MNRAS*, 223, 177
- Dwek, E. 1986, *ApJ*, 302, 363
- Dwek, E. 1997, *ApJ*, 484, 779
- Eales, S., Dunne, L., Clements, D., et al. 2010, *PASP*, 122, 499
- Fazio, G. G., Hora, J. L., Allen, L. E., et al. 2004, *ApJS*, 154, 10
- Ferguson, H. C. & Binggeli, B. 1994, *A&A Rev.*, 6, 67
- Ferrarese, L., Côté, P., Cuillandre, J.-C., et al. 2012, *ApJS*, 200, 4
- Ferrarese, L., Côté, P., Jordán, A., et al. 2006, *ApJS*, 164, 334
- Ferrière, K. M. 2001, *Reviews of Modern Physics*, 73, 1031
- Fioc, M. & Rocca-Volmerange, B. 1997, *A&A*, 326, 950
- Fitzpatrick, E. L. & Massa, D. 2007, *ApJ*, 663, 320
- Fukugita, M., Okamura, S., & Yasuda, N. 1993, *ApJ Lett.*, 412, L13
- Galametz, M., Madden, S. C., Galliano, F., et al. 2011, *A&A*, 532, A56
- Galliano, F., Dwek, E., & Chianal, P. 2008, *ApJ*, 672, 214
- Gavazzi, G., Boselli, A., Cortese, L., et al. 2006, *A&A*, 446, 839
- Gavazzi, G., Boselli, A., Donati, A., Franzetti, P., & Scodeggio, M. 2003, *A&A*, 400, 451
- Gavazzi, G., Boselli, A., & Kennicutt, R. 1991, *AJ*, 101, 1207
- Gavazzi, G., Boselli, A., Pedotti, P., Gallazzi, A., & Carrasco, L. 2002, *A&A*, 396, 449
- Gavazzi, G., Boselli, A., van Driel, W., & O’Neil, K. 2005, *A&A*, 429, 439
- Gavazzi, G., Catinella, B., Carrasco, L., Boselli, A., & Contursi, A. 1998, *AJ*, 115, 1745
- Gavazzi, G., Franzetti, P., Scodeggio, M., Boselli, A., & Pierini, D. 2000, *A&A*, 361, 863
- Gavazzi, G., Giovanelli, R., Haynes, M. P., et al. 2008, *A&A*, 482, 43
- Gavazzi, G., Pierini, D., & Boselli, A. 1996a, *A&A*, 312, 397
- Gavazzi, G., Pierini, D., & Boselli, A. 1996b, *A&A*, 312, 397
- Gavazzi, G., Zaccardo, A., Sanvito, G., Boselli, A., & Bonfanti, C. 2004, *A&A*, 417, 499
- Genzel, R. & Cesarsky, C. J. 2000, *ARA&A*, 38, 761

- Gil de Paz, A., Boissier, S., Madore, B. F., et al. 2007, *ApJS*, 173, 185
- Giovanelli, R. & Haynes, M. P. 1985, *ApJ*, 292, 404
- Giovanelli, R., Haynes, M. P., Kent, B. R., et al. 2005, *AJ*, 130, 2598
- Giovannoli, E., Buat, V., Noll, S., Burgarella, D., & Magnelli, B. 2011, *A&A*, 525, A150
- Gómez, P. L., Nichol, R. C., Miller, C. J., et al. 2003, *ApJ*, 584, 210
- Goudfrooij, P., Hansen, L., Jorgensen, H. E., et al. 1994, *A&AS*, 104, 179
- Griffin, M. J., Abergel, A., Abreu, A., et al. 2010, *A&A*, 518, L3
- Guelin, M., Zylka, R., Mezger, P. G., Haslam, C. G. T., & Kreysa, E. 1995, *A&A*, 298, L29
- Guelin, M., Zylka, R., Mezger, P. G., et al. 1993, *A&A*, 279, L37
- Gunn, J. E. & Gott, III, J. R. 1972, *ApJ*, 176, 1
- Hao, C.-N., Kennicutt, R. C., Johnson, B. D., et al. 2011, *ApJ*, 741, 124
- Haynes, M. P., Giovanelli, R., Martin, A. M., et al. 2011, *AJ*, 142, 170
- Haynes, M. P., Magri, C. A., & Giovanelli, R. 1984, in *Bulletin of the American Astronomical Society*, Vol. 16, *Bulletin of the American Astronomical Society*, 882
- Helou, G., Roussel, H., Appleton, P., et al. 2004, *ApJS*, 154, 253
- Helou, G., Soifer, B. T., & Rowan-Robinson, M. 1985, *ApJ Lett.*, 298, L7
- HerMES Collaboration, Oliver, S. J., Bock, J., et al. 2012, *ArXiv e-prints*
- Hollenbach, D. & Salpeter, E. E. 1971, *ApJ*, 163, 155
- Hollenbach, D. J. & Tielens, A. G. G. M. 1997, *ARA&A*, 35, 179
- Jarrett, T. H., Chester, T., Cutri, R., Schneider, S. E., & Huchra, J. P. 2003, *AJ*, 125, 525
- Jones, A. P., Duley, W. W., & Williams, D. A. 1990, *QJRAS*, 31, 567
- Kenney, J. D. & Young, J. S. 1988, *ApJS*, 66, 261
- Kennicutt, R. C., Calzetti, D., Aniano, G., et al. 2011, *PASP*, 123, 1347
- Kennicutt, Jr., R. C. 1998, *ARA&A*, 36, 189
- Kennicutt, Jr., R. C., Armus, L., Bendo, G., et al. 2003, *PASP*, 115, 928
- Kennicutt, Jr., R. C. & Evans, II, N. J. 2012, *ArXiv e-prints*
- Kennicutt, Jr., R. C., Hao, C.-N., Calzetti, D., et al. 2009, *ApJ*, 703, 1672

- Kennicutt, Jr., R. C. & Kent, S. M. 1983, *AJ*, 88, 1094
- Kennicutt, Jr., R. C., Tamblyn, P., & Congdon, C. E. 1994, *ApJ*, 435, 22
- Kessler, M. F., Steinz, J. A., Anderegg, M. E., et al. 1996, *A&A*, 315, L27
- Kim, S.-H., Martin, P. G., & Hendry, P. D. 1994, *ApJ*, 422, 164
- Klein, U., Wielebinski, R., & Morsi, H. W. 1988, *A&A*, 190, 41
- Knapp, G. R., Guhathakurta, P., Kim, D.-W., & Jura, M. A. 1989, *ApJS*, 70, 329
- Kochanek, C. S., Pahre, M. A., Falco, E. E., et al. 2001, *ApJ*, 560, 566
- Kroupa, P. 2001, *MNRAS*, 322, 231
- Kuehr, H., Pauliny-Toth, I. I. K., Witzel, A., & Schmidt, J. 1981, *AJ*, 86, 854
- Leitherer, C., Schaerer, D., Goldader, J. D., et al. 1999, *ApJS*, 123, 3
- Lemke, D., Mattila, K., Lehtinen, K., et al. 1998, *A&A*, 331, 742
- Lequeux, J. 2005, *The Interstellar Medium*
- Lequeux, J., Maucherat-Joubert, M., Deharveng, J. M., & Kunth, D. 1981, *A&A*, 103, 305
- Lewis, I., Balogh, M., De Propriis, R., et al. 2002, *MNRAS*, 334, 673
- Li, A. 2005, *ApJ*, 622, 965
- Li, A. & Draine, B. T. 2001, *ApJ*, 554, 778
- Li, A. & Greenberg, J. M. 1997, *A&A*, 323, 566
- Magdis, G. E., Daddi, E., Bethermin, M., et al. 2012, *ArXiv e-prints*
- Maraston, C. 1998, *MNRAS*, 300, 872
- Maraston, C. 2005, *MNRAS*, 362, 799
- Marcillac, D., Elbaz, D., Charlot, S., et al. 2006, *A&A*, 458, 369
- Martin, D. C., Fanson, J., Schiminovich, D., et al. 2005, *ApJ Lett.*, 619, L1
- Mason, R. E., Wright, G. S., Adamson, A., & Pendleton, Y. 2007, *ApJ*, 656, 798
- Mathis, J. S. 1996, *ApJ*, 472, 643
- Mathis, J. S., Rumpl, W., & Nordsieck, K. H. 1977, *ApJ*, 217, 425
- Mathis, J. S. & Whiffen, G. 1989, *ApJ*, 341, 808
- Mattila, K., Lemke, D., Haikala, L. K., et al. 1996, *A&A*, 315, L353

- Mei, S., Blakeslee, J. P., Côté, P., et al. 2007, *ApJ*, 655, 144
- Meiksin, A. A. 2009, *Reviews of Modern Physics*, 81, 1405
- Merritt, D. 1984, *ApJ*, 276, 26
- Mihos, J. C. 2004, *Clusters of Galaxies : Probes of Cosmological Structure and Galaxy Evolution*, 277
- Mihos, J. C., Harding, P., Feldmeier, J., & Morrison, H. 2005, *ApJ Lett.*, 631, L41
- Moore, B., Katz, N., Lake, G., Dressler, A., & Oemler, A. 1996, *Nature*, 379, 613
- Moshir, M. & et al. 1990, in *IRAS Faint Source Catalogue*, version 2.0 (1990)
- Murakami, H. 2008, in *37th COSPAR Scientific Assembly*, Vol. 37, 2141
- Murphy, E. J. 2009, *ApJ*, 706, 482
- Murphy, E. J., Condon, J. J., Schinnerer, E., et al. 2011, *ApJ*, 737, 67
- Nagar, N. M., Falcke, H., & Wilson, A. S. 2005, *A&A*, 435, 521
- Negrello, M., Hopwood, R., De Zotti, G., et al. 2010, *Science*, 330, 800
- Neininger, N., Guelin, M., Garcia-Burillo, S., Zylka, R., & Wielebinski, R. 1996, *A&A*, 310, 725
- Neugebauer, G., Habing, H. J., van Duinen, R., et al. 1984, *ApJ Lett.*, 278, L1
- Niklas, S., Klein, U., & Wielebinski, R. 1997, *A&A*, 322, 19
- Noll, S., Burgarella, D., Giovannoli, E., et al. 2009, *A&A*, 507, 1793
- O’Connell, R. W. 1999, *ARA&A*, 37, 603
- Oppenheimer, B. D. & Davé, R. 2008, *MNRAS*, 387, 577
- Osterbrock, D. E. & Ferland, G. J. 2006, *Mercury*, 35, 010000
- Panuzzo, P., Vega, O., Bressan, A., et al. 2007, *ApJ*, 656, 206
- Paradis, D., Bernard, J.-P., & Mény, C. 2009, *A&A*, 506, 745
- Pilbratt, G. L., Riedinger, J. R., Passvogel, T., et al. 2010, *A&A*, 518, L1
- Poglitsch, A., Waelkens, C., Geis, N., et al. 2010, *A&A*, 518, L2
- Pohlen, M., Cortese, L., Smith, M. W. L., et al. 2010, *A&A*, 518, L72
- Popescu, C. C., Tuffs, R. J., Dopita, M. A., et al. 2011, *A&A*, 527, A109
- Renzini, A. & Buzzoni, A. 1986, in *Astrophysics and Space Science Library*, Vol. 122, *Spectral Evolution of Galaxies*, ed. C. Chiosi & A. Renzini, 195–231

- Roche, P. F., Aitken, D. K., & Smith, C. H. 1989, MNRAS, 236, 485
- Roehlly, Y., Burgarella, D., Buat, V., et al. 2011, ArXiv e-prints
- Roussel, H., Vigroux, L., Bosma, A., et al. 2001, A&A, 369, 473
- Rowan-Robinson, M. & Crawford, J. 1989, MNRAS, 238, 523
- Ryan-Weber, E. V., Pettini, M., & Madau, P. 2006, MNRAS, 371, L78
- Salama, F. 2008, in IAU Symposium, Vol. 251, IAU Symposium, ed. S. Kwok & S. Sandford, 357–366
- Salpeter, E. E. 1955, ApJ, 121, 161
- Sandage, A. 1986, A&A, 161, 89
- Sanders, D. B., Mazzarella, J. M., Kim, D.-C., Surace, J. A., & Soifer, B. T. 2003, AJ, 126, 1607
- Sauvage, M. & Thuan, T. X. 1994, ApJ, 429, 153
- Scalo, J. M. 1986, Fund. Cosmic Phys., 11, 1
- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, ApJ, 500, 525
- Siebenmorgen, R. & Kruegel, E. 1992, A&A, 259, 614
- Skillman, E. D., Kennicutt, Jr., R. C., Shields, G. A., & Zaritsky, D. 1996, ApJ, 462, 147
- Soifer, B. T., Boehmer, L., Neugebauer, G., & Sanders, D. B. 1989, AJ, 98, 766
- Soifer, B. T., Neugebauer, G., & Houck, J. R. 1987, ARA&A, 25, 187
- Springob, C. M., Haynes, M. P., Giovanelli, R., & Kent, B. R. 2005, ApJS, 160, 149
- Sramek, R. 1975, AJ, 80, 771
- Swinyard, B. M., Ade, P., Baluteau, J.-P., et al. 2010, A&A, 518, L4
- Temi, P., Brighenti, F., Mathews, W. G., & Bregman, J. D. 2004, ApJS, 151, 237
- Thomas, H. C., Dunne, L., Clemens, M. S., et al. 2002, MNRAS, 331, 853
- Thuan, T. X. & Sauvage, M. 1992, A&AS, 92, 749
- Tran, H. D., Tsvetanov, Z., Ford, H. C., et al. 2001, AJ, 121, 2928
- van der Hulst, J. M. 2002, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 276, Seeing Through the Dust : The Detection of HI and the Exploration of the ISM in Galaxies, ed. A. R. Taylor, T. L. Landecker, & A. G. Willis, 84
- van Dokkum, P. G. & Franx, M. 1995, AJ, 110, 2027

- Weingartner, J. C. & Draine, B. T. 2001, *ApJ*, 548, 296
- Werner, M. W., Roellig, T. L., Low, F. J., et al. 2004, *ApJS*, 154, 1
- White, S. D. M. & Frenk, C. S. 1991, *ApJ*, 379, 52
- White, S. D. M. & Rees, M. J. 1978, *MNRAS*, 183, 341
- Willmer, C. N. A., Rieke, G. H., Le Floch, E., et al. 2009, *AJ*, 138, 146
- Wilson, C. D. 1995, *ApJ Lett.*, 448, L97
- Wolfire, M. G., Hollenbach, D., McKee, C. F., Tielens, A. G. G. M., & Bakes, E. L. O. 1995, *ApJ*, 443, 152
- Wright, E. L., Eisenhardt, P. R. M., Mainzer, A. K., et al. 2010, *AJ*, 140, 1868
- Xilouris, E. M., Madden, S. C., Galliano, F., Vigroux, L., & Sauvage, M. 2004, *A&A*, 416, 41
- Yi, S. K. 2008, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 392, *Hot Subdwarf Stars and Related Objects*, ed. U. Heber, C. S. Jeffery, & R. Napiwotzki, 3
- Young, J. S., Allen, L., Kenney, J. D. P., Lesser, A., & Rownd, B. 1996, *AJ*, 112, 1903
- Young, J. S., Xie, S., Tacconi, L., et al. 1995, *ApJS*, 98, 219
- Zhao, J.-L., Pan, R.-S., & He, Y.-P. 1992, *Å*, 16, 257
- Zubko, V., Dwek, E., & Arendt, R. G. 2004, *ApJS*, 152, 211